



INAOE

Análisis de la retroalimentación en la región central de NGC 1087 utilizando datos del programa BEARD

por

Guillermo Fernando Romero Cruz

Tesis presentada como requisito parcial para
obtener el grado de

**MAESTRO EN CIENCIAS CON
ESPECIALIDAD EN ASTROFÍSICA**

en el

**Instituto Nacional de Astrofísica, Óptica y
Electrónica**

July 2024

Tonantzintla, Puebla

Supervisada por:

Dr. Yalia Divakara Mayya

Investigador INAOE

Dr. David Fernández Arenas

Investigador CFHT

©INAOE 2024

El autor otorga al INAOE el permiso de
reproducir y distribuir copias en su totalidad o en
partes de esta tesis



Abstract

En esta tesis se investiga el proceso de retroalimentación en la región central de NGC 1087, la cual es una galaxia dominada por formación estelar sin ninguna evidencia para la presencia de núcleo activo y se discute su manifestación observacional, haciendo uso de datos fotométricos y espectroscópicos. Se realizaron las observaciones con el Gran Telescopio Canarias (GTC), utilizando el instrumento MEGARA en modo de espectroscopia de campo integral (IFU, por sus siglas en inglés) con una resolución espectral $R \sim 12000$ ($\text{FWHM} = 10.4 \text{ km s}^{-1}$), cubriendo un intervalo en longitud de onda de 4963 \AA a 5445 \AA . El campo de visión es de $960 \text{ pc} \times 870 \text{ pc}$. Cada spaxel (píxel espacial del cubo de datos) tiene un tamaño de $15 \times 15 \text{ pc}$. Para complementar el análisis se usaron espectros del VLT/MUSE obtenidos del archivo científico ESO, los cuales cubren un intervalo de longitud de onda que va de 4650 \AA a 9300 \AA , pero de baja resolución espectral ($R \sim 1500$) e imágenes archivadas de HST Y JWST, además de imágenes de banda estrecha de $H\alpha$ del programa BEARD¹. Para abordar el problema de la retroalimentación, desde el punto de vista espectroscópico, se analizó el perfil de la línea de emisión de $[\text{O III}] \lambda 5007 \text{ \AA}$ en los datos de alta resolución espectral para encontrar las componentes de velocidades de gas ionizado en cada píxel usando ajustes multigaussianos con una componente ancha desplazada en velocidad con respecto a la componente prominente. El resultante mapa de velocidades nebulares fue comparado con el mapa de velocidad estelar obtenido utilizando datos de MEGARA. Se realizaron diagramas diagnósticos con el fin de estudiar las fuentes de ionización en la región central de la galaxia. Los resultados muestran que alrededor de 40% de spaxeles en la zona observada muestran evidencia para más de una componente cinemática, con una separación de $\sim 75 \text{ km s}^{-1}$. En la mayoría de los casos ninguna de estas dos componentes están en reposo con respecto a las estrellas responsables por retroalimentación. Por lo general una componente gaussiana es ancha y débil con respecto a la otra. Examinando las imágenes de HST inferimos que las estrellas responsables a los vientos en los spaxeles con línea ancha están distribuidos en la zona ionizada. También existen casos donde las dos componentes son de mismo ancho e intensidad. Estos casos se encuentran en spaxeles vecinos al núcleo que identificamos de JWST sugiriendo

¹ Los datos de MEGARA y $H\alpha$ utilizados en esta tesis son parte del programa Bulgeless Evolution And the Rise of Disks (BEARD), la cual es una colaboración internacional liderada por Jairo Mendéz-Abreu con participación de los asesores de esta tesis.

un comportamiento de emisión bipolar de origen nuclear. Este estudio proporciona una comprensión detallada de la retroalimentación en NGC 1087, mostrando la importancia de la combinación de datos de longitudes de onda múltiples para interpretar la cinemática del gas y la de las estrellas para el entendimiento de la retroalimentación estelar en galaxias y su influencia en el medio interestelar.

*A mi familia y a mis amigos que me han
acompañado en todo este viaje..*

Agradecimientos

Agradezco al Dr. Yalia Divakara Mayya y al Dr. David Fernández Arenas por acompañarme día a día en este trabajo, por su paciencia y por la emoción con la que me enseñan. También agradezco al Dr. Abraham Luna Castellanos, por ser el primero en acercarme al mundo de la astrofísica, del cual aprendí tanto. De igual manera todos mis profesores por ver su importante enseñanza en mi vida académica.

Agradezco a mis sinodales, la Dra. Elena Terlevich, el Dr. Sergiy Silich y el Dr. Fernando Fabián Rosales Ortega, por toda su ayuda y comentarios.

Agradezco a mis amigos que siempre están ahí para escucharme y animarme para seguir adelante los cuales se han convertido en familia para mi. Agradezco también a mis alumnos, de quienes he aprendido mucho.

Agradezco al CONAHCYT y al INAOE por el apoyo económico brindado a través de la beca de maestría.

Finalmente, agradezco a mi hermano por estar siempre conmigo y para mí desde que tengo memoria. A mi padre, por todas sus enseñanzas y apoyo para que yo pudiera estudiar lo que quería. A mi madre, quien trabajó hasta el cansancio para que yo tuviera una educación y quien me enseñó que, a pesar de todas las adversidades de la vida, nunca debo dejar de intentarlo.

Contents

Abstract	iii
Agradecimientos	vii
1 Introducción	1
1.1 Objetivo	1
1.2 Motivación	1
1.3 Papel de retroalimentación en galaxias	2
1.3.1 Procesos generadores de vientos galácticos	3
1.4 Manifestación observacional de la retroalimentación	5
1.4.1 Morfología	6
1.4.2 Observaciones de rayos-X	8
1.4.3 Características espectroscópicas	9
1.5 Modelo teórico del viento galáctico	10
1.5.1 Modelo geométrico	11
1.6 BEARD: NGC 1087 (star-forming galaxy)	12
2 Datos	17
2.1 Datos MEGARA	17
2.1.1 Gran Telescopio Canarias	17
2.1.2 Instrumento MEGARA-GTC	17
2.1.3 Reducción de datos	18
2.2 Datos Telescopio Liverpool	20
2.3 Datos del archivo	22
2.3.1 Datos MUSE	23
2.3.2 Datos HST	23
2.3.3 Datos JWST	24
2.3.4 Emisión de $H\alpha$ con el filtro 657N de HST	25
3 Análisis de datos espectroscópicos	29
3.1 Ajuste de continuo estelar	29
3.2 Ajuste multigaussiano con datos de MEGARA	30

3.2.1	Ajuste inicial de una gaussiana	32
3.2.2	Criterio de Información Bayessiana	33
3.2.3	Ajuste de dos componentes gaussianas	34
3.2.4	Ajuste de dos componentes estrechas	36
3.3	Obtención de flujos de MUSE	38
3.3.1	Extinción	41
3.3.2	Densidad electrónica	41
3.4	Cinemática estelar	42
3.4.1	Modelo de rotación estelar	42
4	Discusión y Resultados	51
4.1	Naturaleza de región central de NGC1087	51
4.2	Morfología del gas	52
4.3	Análisis de las dos componentes gaussianas	53
4.4	Caracterización de la cinemática del gas	53
4.4.1	Velocidad máxima del outflow	53
4.4.2	Tasa de Formación Estelar	54
4.4.3	SFR vs. v_{out}	55
4.4.4	Factor de carga masa	55
4.4.5	Difuminado del haz	56
4.5	Cinemática del gas vs estelar	57
4.6	Diagramas diagnósticos	58
4.6.1	Modelo de foto ionización	58
5	Conclusiones y trabajo futuro	79
5.0.1	Trabajo futuro	80
	Referencias	81
	Lista de Figuras	91
	Lista de Tablas	93

Capítulo 1

Introducción

1.1 Objetivo

El objetivo de esta tesis es estudiar la retroalimentación estelar en la región central de la galaxia NGC 1087 a través de técnicas espectroscópicas y fotométricas. Se realizará un estudio en múltiples longitudes de onda con el fin de caracterizar con el mayor detalle la retroalimentación, sus fuentes y su interacción con el medio interestelar en la galaxia.

1.2 Motivación

La retroalimentación es la inyección de energía, momento, y materia generada por la formación estelar o la acreción de agujeros negro supermasivos (Núcleos Galácticos Activos, AGN de sus siglas en inglés), este trabajo se centrará en el primer caso. La retroalimentación estelar a escalas galácticas representa un papel fundamental en regular la formación estelar y el enriquecimiento químico en la historia de las galaxias (e.g Davé et al. 2012; Hopkins et al. 2012; Chisholm et al. 2017). Estos flujos de salida pueden afectar al crecimiento de galaxias masivas, a la temperatura y a la metalicidad del medio intergaláctico (Sadoun et al. 2020). Se cree que regulan la formación estelar mediante la eliminación y el calentamiento del gas, suprimiendo potencialmente la formación estelar en sus galaxias anfitrionas (Leitherer et al. 2013; Krumholz 2014; Gallagher et al. 2019).

En las galaxias de alto desplazamiento al rojo, los flujos galácticos son más frecuentes y eficientes debido al aumento de la actividad de formación estelar (Guo et al. 2023). El estudio de las galaxias cercanas en comparación con las galaxias de alto desplazamiento al rojo ofrece varias ventajas para comprender los vientos galácticos. Estas galaxias brindan la oportunidad de estudiar eventos con gran detalle, incluso cuando sus luminosidades son relativamente bajas, lo que permite comprender mejor la física de los desbordamientos galácticos (Kulkarni et al. 2018). El estudio de galaxias cercanas permite investigar los flujos galácticos salientes en un entorno más controlado. Este entorno controlado facilita la identificación de diferentes tipos de vientos galácticos, como

los flujos de salida moleculares centrales, y su modulación de las tasas de formación estelar dentro de las galaxias (Stuber et al. 2021). Los vientos galácticos en galaxias de bajo desplazamiento al rojo están impulsados principalmente por la formación estelar más que por la actividad de AGN (Sarzi et al. 2015).

Estudiar la retroalimentación en detalle a través de múltiples longitudes de onda en el universo cercano, con una variedad de datos fotométricos y espectroscópicos, a diferente resolución espacial y espectral, nos puede dar pistas para una mejor interpretación de los procesos astrofísicos que ocurren en el universo temprano dado que en estas escalas se presenta una falta de resolución espacial lo que ha provocado suposiciones ad hoc en la retroalimentación estelar.

Este estudio en las últimas décadas ha estado limitado a la baja sensibilidad de los instrumentos y la baja resolución espacial de los telescopios, además de la falta de modelos teóricos y numéricos que sirvan como contraste de las observaciones. Por lo que, dado la mejora actual de tanto telescopios como instrumentos se abre la posibilidad de estudiar con mayor detalle este proceso (e.g. Walch 2023; Schimd et al. 2024; Kahle et al. 2024).

1.3 Papel de retroalimentación en galaxias

La evolución galáctica estudiada a través de las simulaciones del Modelo de Materia Oscura Fría reproducen de manera satisfactoria la estructura a gran escala del Universo, pero surgen problemas en zonas de alta densidad. Aún las simulaciones más detalladas no logran reproducir las relaciones básicas de las galaxias como la función de masa galáctica, tamaños de galaxias, la Ley Kennicutt-Schmidt¹ (Springel and Hernquist 2003; Oppenheimer and Davé 2006; Hopkins et al. 2012). Lo anterior se debe a que los procesos de enfriamiento radiativo, formación estelar y explosiones de supernova ocurren a escalas de 1 pársec (pc), las cuales no se resuelven en estas simulaciones (sub-kpc). Si bien las simulaciones proponen escenarios como la prolongación de la fase adiabática de la explosión de una supernova (solución Sedov-Taylor), esto omite efectos relevantes debido a la baja resolución y la falta de un modelo más preciso de retroalimentación.

Para entender estas discrepancias entre las simulaciones y las observaciones, es necesario estudiar en detalle los procesos físicos involucrados en la retroalimentación. Este proceso implica analizar la formación estelar, la evolución estelar, la dinámica del gas y el reciclaje energético y químico en los medios interestelar, intergaláctico y galáctico circundante (referidos en un futuro como ISM, IGM y CGM respectivamente). En la Fig. 1.1 se muestra una representación esquemática de este fenómeno similar a un proceso de reciclado. Este proceso se ejemplifica para una galaxia de disco (representado por el color azul). Se muestra en el centro del disco una región roja hacia la cual se

¹ La Ley Kennicutt-Schmidt es una relación empírica entre la densidad superficial de gas y la densidad de formación estelar en una región dada.

esta acretando material proveniente del IGM. Se muestran flujos salientes (colores rojo y rosa) que emergen del disco, estos flujos representan el gas caliente expulsado de la galaxia debido a procesos internos en la galaxia. Después de que este gas sea expulsado, este se enfría y se mezcla, aunque una parte de el puede caer hacia la galaxia contribuyendo al IGM. Se muestra también un gas difuso (representado por colores púrpura), este gas es resultado de la acreción filamentaria del IGM. Se muestran grupos de este gas lo que representa la naturaleza completa del mismo. A lo largo del tiempo las diferentes componentes se mezclan creando una estructura compleja que determina la evolución de la galaxia (Tumlinson et al. 2017).

El trabajo presente se enfocará en el estudio de los súper-vientos (referidos en la Fig. 1.1 como outflows). Debido a los procesos térmicos y dinámicos presentes en el gas, los súper-vientos son un proceso multifase, cada fase de este se manifiesta en diferentes rangos del espectro electromagnético, lo que implica la necesidad de observaciones desde rayos X hasta radio. Las fases son caliente, tibia, fría e ionizada. En la tabla 1.1 se muestran las fases caliente, tibia, fría e ionizada del súper-viento, así como su temperatura, longitud de onda observada y su origen. El trabajo se concentrará en el estudio de la fase ionizada del viento empleando datos en el intervalo óptico.

Fase	Temperatura	Observación	Origen
Fase caliente	10^6 - 10^8 K	Rayos X y ultravioleta extremo	Proviene de la retroalimentación de estrellas masivas y supernovas; el gas caliente puede escapar de la galaxia.
Fase tibia	10^4 - 10^6 K	Ultravioleta y óptico	Asociada a choques de menor intensidad; puede enfriarse y condensarse en nubes de gas más denso.
Fase fría	$< 10^4$ K	Infrarrojo y radio	Gas molecular y atómico no ionizado; puede ser reciclado o formar nuevas estrellas.
Gas ionizado	$\sim 10^4$ K	Líneas de emisión óptica ($H\alpha$)	Ionizado por radiación ultravioleta de estrellas jóvenes y masivas.

Table 1.1: Múltiples fases del súper-viento en galaxias.

1.3.1 Procesos generadores de vientos galácticos

Los vientos galácticos son el resultado de la transferencia de energía y momento desde el interior de la galaxia hacia su entorno exterior. Esta energía proviene de estrellas ma-

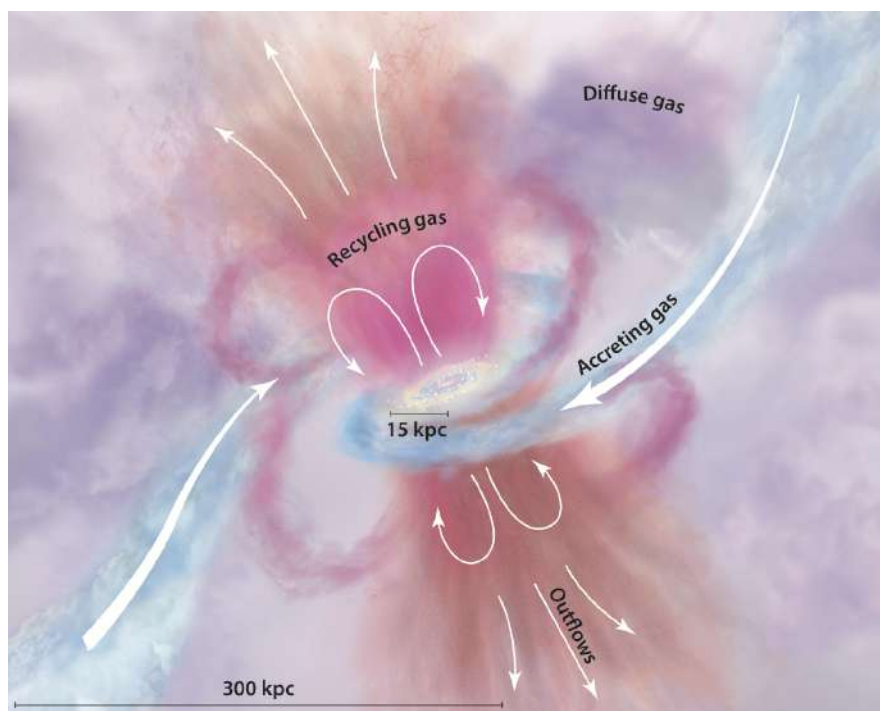


Fig. 1.1: Una vista esquemática del MGC. La protuberancia central roja de la galaxia y el disco gaseoso azul se alimentan por la acreción filamentaria desde el IGM (azul). Los flujos salientes emergen del disco en colores rosa y naranja, mientras que el gas que fue previamente expulsado está reciclando. El halo de "gas difuso" en tonos variables de púrpura incluye gas que probablemente recibe contribución por todas estas fuentes y se mezcla con el tiempo. Tomado de Tumlinson et al. (2017).

sivas y eventos catastróficos que ocurren en la vida de una galaxia. Los dos procesos más significativos son los vientos estelares y las explosiones de supernovas. Ambos mecanismos proporcionan la energía necesaria para calentar y acelerar el gas interestelar, permitiendo que escape de la galaxia y contribuya al medio circungaláctico y al medio intergaláctico (Veilleux et al. 2005). Existen otras contribuciones como por ejemplo la retroalimentación por foto ionización de estrellas jóvenes ($<10^6$ años) (Krumholz 2014). Se explicará a continuación en detalle estos procesos que generan los vientos galácticos.

Una vez discutido la generación de vientos en regiones de formación estelar se abordará el caso contrario, es decir, ambientes donde las estrellas mueren; supernovas. Las supernovas son explosiones estelares cataclísmicas que ocurren al final de la vida de estrellas masivas. Debido a estas condiciones extremas energéticas, las supernovas juegan un papel crucial en la distribución de elementos pesados por el universo y en la dinámica del medio interestelar (Woosley et al. 2002). Las supernovas tipo II son las que debido a la condición del medio interestelar circundante representan una contribución importante en el proceso de retroalimentación. Este tipo de supernova resulta

del colapso del núcleo de estrellas masivas con masas iniciales mayores a aproximadamente $8 M_{\odot}$. Cuando estas estrellas agotan su combustible nuclear, su núcleo colapsa bajo la gravedad, y la energía liberada en este proceso provoca la explosión de las capas exteriores de la estrella (Smartt 2009). Se libera energía en el rango de 10^{50} a 10^{51} erg (Smartt 2009). Las velocidades de los remanentes de supernovas de Tipo II pueden alcanzar entre $5,000$ y $20,000 \text{ km s}^{-1}$ (Chevalier 2006). El momento eyectado por las supernovas de Tipo II está en el rango de 10^{42} a $10^{43} \text{ g cm s}^{-1}$ (Woosley et al. 2002). Las supernovas Tipo Ia ocurren en sistemas binarios donde una enana blanca, una estrella con una masa menor de aproximadamente 8 masas solares (M_{\odot}), acumula material de su compañera. Cuando la enana blanca alcanza el límite de Chandrasekhar ($\sim 1.4 M_{\odot}$), se desencadena una explosión termonuclear que resulta en la supernova (Hillebrandt and Niemeyer 2000). La energía liberada típicamente está en el rango de 10^{50} a 10^{51} erg (Leibundgut 2000). El momento eyectado por las supernovas de Tipo Ia está aproximadamente en el rango de 10^{43} a $10^{44} \text{ g cm s}^{-1}$ (Woosley and Weaver 1988). Las velocidades de los remanentes de supernovas de Tipo Ia pueden alcanzar entre $3,000$ y $30,000 \text{ km s}^{-1}$ (Filippenko 1997). Este tipo de supernovas no están asociados con vientos galácticos ya que estas explosiones dan lugar en ambientes con poco gas, además de no ocurrir en múltiples eventos en un mismo lugar. Los vientos estelares y las supernovas pueden estar presentes en la formación de vientos galácticos, pero operan a diferentes escalas de energía, momento y velocidad. Además, lo hacen en diferentes escalas de tiempo, las cuales dependen de propiedades como la metalicidad. Después de los primeros 7-10 millones de años, la energía mecánica de las supernovas es 5-7 veces mayor que la proveniente de fuentes de retroalimentación pre-supernova en una región de formación estelar (Leitherer et al. 1999).

1.4 Manifestación observacional de la retroalimentación

Las estructuras a gran escala en las galaxias es la combinación caótica de las estructuras individuales conocidas como cascarones, anillos, hoyos, bucles, burbujas, filamentos, súper burbujas, súper cascaras, súper cáscaras gigantes, arcos y cavidades. Los sistemas que presentan un radio mayor a 300 pc son referidos como súper estructuras (Tenorio-Tagle and Bodenheimer 1988). El estudio estas superestructuras en las galaxias cercanas ha estado limitado por la resolución espacial, sin embargo dadas las resoluciones actuales su estudio ha evolucionado notablemente. El super-viento puede ser estudiado a lo largo de todo el espectro electromagnético debido a sus varias fases. En el óptico se encuentran líneas nebulares tales como $H\alpha$, $[N II] \lambda\lambda 6548, 6583$, $[S II] \lambda\lambda 6716, 6731$, $[O III] \lambda 5007$, entre otras. En el infrarrojo se encuentra $Pa\alpha$, $Br\alpha$, y $H_2 2.122 \mu\text{m}$. También se encuentra los rayos-X suaves y la emisión en radio para el estudio de los vientos.

1.4.1 Morfología

Identificar la morfología que dejan los súper-vientos en la galaxia es importante para su estudio; con esta se cuantifican parámetros esenciales como su alcance. A lo largo de las décadas se ha encontrado evidencia observacional de las estructuras individuales de retroalimentación mencionadas anteriormente. En nuestra galaxia, la Vía Láctea, mediciones de la línea de 21 cm (trazando al hidrógeno neutro) muestran la existencia de burbujas y estructuras a gran escala (Heiles 1979). Se ha encontrado en la Nube Mayor de Magallanes (galaxia irregular satélite a la Vía Láctea y M31 conocida como la galaxia Andrómeda) las regiones DEM L25 y L50 (ver Fig. 1.2) parecen estar situadas en un gran vacío de H I, de aproximadamente 1.4 kpc de diámetro. Las distribuciones irregulares de H I siguen siendo consistentes con los filamentos ópticos que corresponden a características de explosión incipiente o material acelerado por impactos de remanentes de supernova (Oey et al. 2002). Además se ha encontrado emisión difusa de rayos-X con morfologías de anillo indicando cascaras (Chu and Mac Low 1990).

Otro ejemplo de estructura a gran escala es el caso de la súper burbuja en la galaxia tardía NGC 628, la cual tiene un diámetro de casi 1 kpc (ver Fig. 1.3 Mayya et al. 2023).

La galaxia starburst M 82 (también conocida como galaxia del Cigarro), ubicada a



Fig. 1.2: DEM L25 y DEM L50. Se muestran imágenes compuestas en banda estrecha de DEM L25 y DEM L50 y DEM L301, las cuales son H α se muestra en verde, [O III] en azul y [S II] en rojo. La imagen se construyó a partir de las imágenes con el continuo sustraído y una escala de intensidad arbitraria. El norte está hacia arriba y el este a la izquierda. Tomado de (Oey et al. 2002)

1.4. MANIFESTACIÓN OBSERVACIONAL DE LA RETROALIMENTACIÓN

una distancia de aproximadamente 3.4 Mpc (Johnson et al. 2009), es de gran interés en el estudio de los outflows galácticos debido a su intensa actividad de formación estelar y los potentes vientos galácticos resultantes. En el centro de esta galaxia se encontró evidencia de una explosión (Lynds and Sandage 1963). En la Fig. 1.4 se muestra la estructura bicónica del súper viento.

M 82 ha sido estudiada en múltiples longitudes de onda, desde el radio hasta los rayos X, proporcionando una visión detallada de sus procesos de outflow. Las observaciones en rayos X, por ejemplo, han revelado la presencia de gas caliente a temperaturas de millones de grados Kelvin, expulsado por la actividad estelar (Strickland et al. 2004).

El estudio de los vientos en M82 ayuda a comprender cómo los procesos de retroalimentación estelar afectan la evolución galáctica. Los vientos galácticos pueden regular la formación estelar al remover gas del disco galáctico, y también enriquecen el medio intergaláctico con elementos pesados producidos en las supernovas. Las observaciones de M82 sirven como banco de pruebas para modelos teóricos y simulaciones de outflows galácticos. Estos modelos ayudan a explorar cómo los outflows influyen en

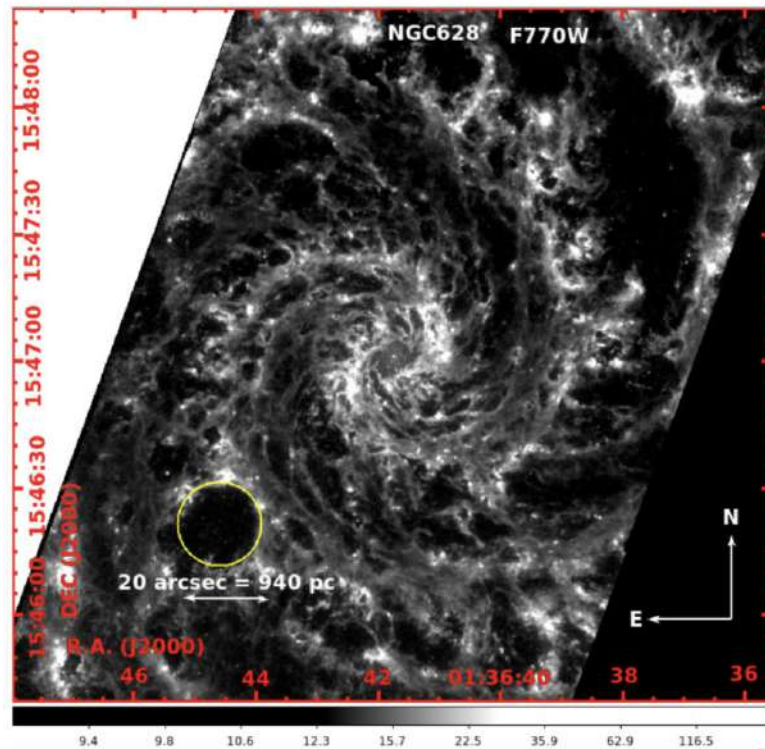


Fig. 1.3: Se muestra la súper burbuja en NGC 628 trazada por la emisión de hidrocarburos poliaromáticos² en el filtro F770W del JWST. La ubicación de esta cavidad, justo fuera del brazo espiral al sureste del núcleo, está indicada por un círculo amarillo de 20 segundos de arco de diámetro, que corresponde a 940 pc a la distancia de 9.77 Mpc a NGC 628. Tomado de (Mayya et al. 2023)

la estructura y evolución de las galaxias (Hopkins et al. 2012).

Estudios recientes de alta resolución espacial con el JWST han relevado estructuras de parsecs conocidas como plumas (ver Fig. 1.5). Una pluma es un pico coherente en el flujo que se extiende aproximadamente perpendicular al plano del disco. Al estudiar las plumas, se puede rastrear la trayectoria y la velocidad del material expulsado, proporcionando datos vitales sobre la dinámica de los vientos galácticos.



Fig. 1.4: M82, imagen tomada por el Observatorio Wisconsin-Indiana-Yale-NOIRLab (WIYN por sus siglas en inglés, y en el resto del trabajo serán así) en $H\alpha$ (magenta) y el Telescopio Espacial Hubble (HST en inglés) en colores de continuo BVI (cortesía de Smith, Gallagher y Westmoquette). Varios de los filamentos de mayor escala se remontan hasta los supercúmulos estelares incrustados en el disco. Tomada de Veilleux et al. (2005)

1.4.2 Observaciones de rayos-X

Las observaciones de rayos-X son fundamentales en el estudio de los super-vientos, ofrecen la exploración más directa de la fase caliente y tenue del gas, un estudio diferente al de la interacción del viento con el gas del ambiente el cual es el caso del óptico. Debido a las energías de supernovas y vientos de estrellas masivas de alrededor de $kT=10$ keV (e.g 10^{51} por $10 M_{\odot}$) se espera tener una emisión de rayos-X duros. Al tener una velocidad de miles km s^{-1} , esta emisión es emitida en la parte interna del súper-viento (Tomisaka and Ikeuchi 1988; Suchkov et al. 1993).

Las imágenes de rayos X con resolución espacial de galaxias con brotes estelares bien estudiadas, cuyos discos estelares de gran escala se observan casi de canto (M 82,

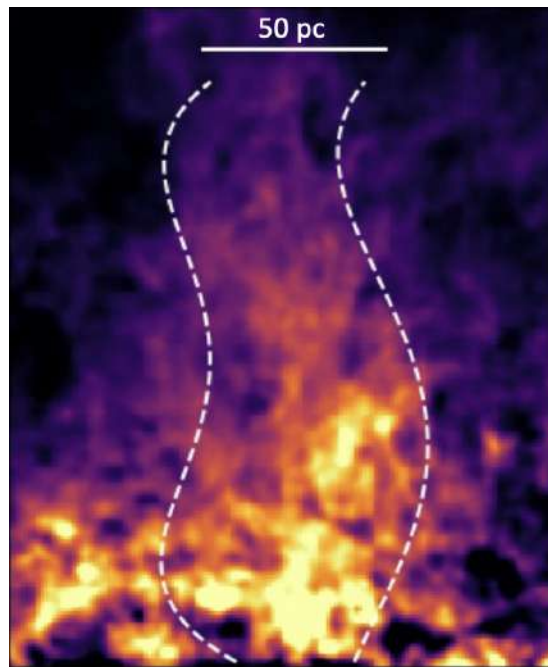


Fig. 1.5: Se muestra un ejemplo de una pluma de 50 pc de ancho. La imagen es obtenida a partir del filtro F335M de JWST el cual es un trazador de hidrocarburos poliaromáticos (PAH), a este filtro se le hace una substracción para obtener la emisión de PAH. Tomada de (Fisher et al. 2024)

NGC 253, NGC 2146 y NGC 3628), muestran impresionantes "halos" o "plumas" de rayos X que pueden extenderse hasta un radio de 10 kpc o más a lo largo del eje menor de la galaxia. En la Fig. 1.6 se muestra a NGC 253 una galaxia de canto, donde en color azul se nota una emisión importante de rayos-X trazando el gas caliente del viento.

1.4.3 Características espectroscópicas

La mayoría del análisis que se ha realizado del estudio de los súper-vientos concierne a líneas de emisión en el óptico, con estas líneas se puede analizar la cinemática del gas, además de propiedades físicas como su temperatura y densidad electrónica. La emisión del viento en el intervalo óptico proviene de la interacción no directamente del súper-viento si no del ambiente denso, en el que la presión dinámica o térmica (dependiendo del estado de evolución de la burbuja) del viento genera choques radiativos lentos (menores a unos pocos cientos de km s^{-1}) (McCarthy et al. 1987). Este material sería la delgada y densa capa de gas ambiental comprimido y calentado por el choque en el borde delantero de la burbuja.

Los espectros de las regiones nucleares de las galaxias aparecen con una asimetría corrida al azul en los perfiles de las líneas de emisión e.g (e.g. Armus et al. 1989; Phillips et al. 1983). El corrimiento al azul sugiere que la parte corrida al rojo del súper viento

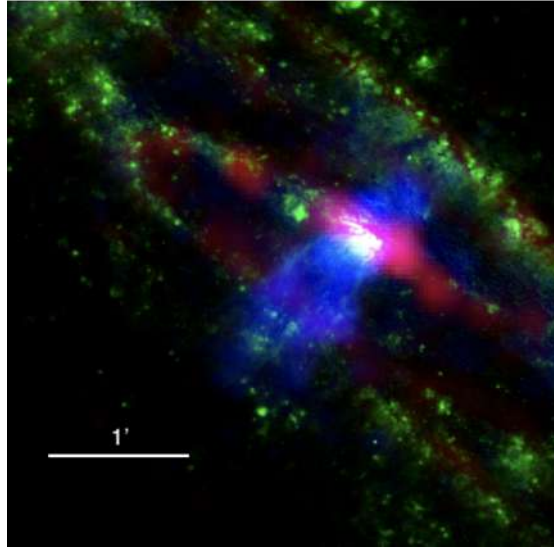


Fig. 1.6: Imagen en tres colores de NGC 253, donde el azul es la emisión de rayos X de banda ancha (0.5-7 keV) del Chandra, el verde es $H\alpha$ (Lehnert and Heckman 1995), y el rojo es la emisión de CO (2- 1) (Leroy et al. 2021). La etiqueta de 1' corresponde a 1.0 kpc, y en la imagen, el norte está hacia arriba y el este hacia la izquierda. Imagen de Lopez et al. (2023)

ionizado se ve oscurecida debido al polvo, en la Fig. 1.7 se muestra un espectro del núcleo de RAS 01217 + 0122 que presenta esta componente ancha corrida al azul.

1.5 Modelo teórico del viento galáctico

El entendimiento de los vientos galácticos se logra también a través del estudio teórico de estos. A continuación se muestra un modelo que explica en detalle las diferentes fases y sus condiciones de este. En la Fig. 1.8 se muestra un esquema de la evolución del súper-viento en la galaxia M82. El panel izquierdo ilustra la fase inicial de expansión, donde un disco molecular “MD”) alimenta la formación estelar. Las supernovas y vientos estelares, representados por estrellas, generan una cavidad central caliente (“C”) con gas a temperaturas de $\sim 10^8$ K. Este gas se expande a velocidades de varios miles de km s^{-1} como un viento libre “FW”), pasa por un choque interno (“WS”) y se recalienta a $\sim 10^8$ K, produciendo emisión de rayos-X. La burbuja creada por la presión del viento se expande a lo largo del eje vertical, formando una capa delgada (“S”) que emite líneas ópticas.

El panel derecho de la Fig. 1.8 muestra la evolución del súper-viento al escapar hacia el halo. El interior de la región evacuada está dominado por el fluido del viento en expansión libre, con una capa delgada de viento chocado en el borde delantero, separada del gas del halo por una discontinuidad de contacto (“CD”). Choques de

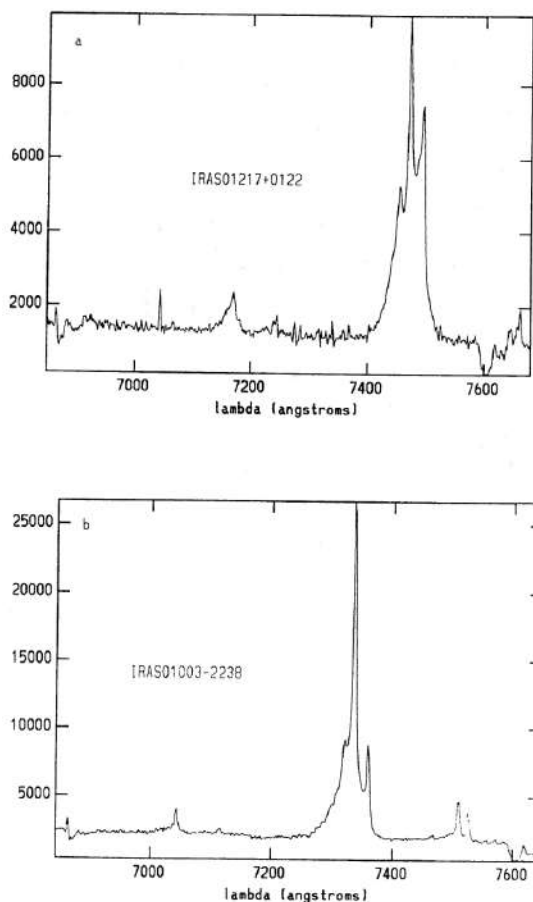


Fig. 1.7: Ejemplo de componente ancha corrida al azul. En el espectro superior se muestra el núcleo de RAS 01217 + 0122 y en el inferior el núcleo de IRAS 01003-2238, ambos presentan una componente ancha corrida al azul en los perfiles de línea de emisión. Este efecto es más prominente en $H\alpha$ y $[N II]$.

proa “BS”) se forman alrededor de inhomogeneidades en el halo, acelerando nubes de gas (“SC”) que pueden emitir líneas ópticas/UV y rayos X suaves, dependiendo de la velocidad de los choques (Tomisaka and Ikeuchi 1988).

1.5.1 Modelo geométrico

El modelo geométrico de súper-viento para las galaxias con brote de formación estelar es el de una distribución bipolar perpendicular al disco. Se han encontrado ángulos de apertura de $2\theta \sim 10-45$ (ver Fig. 1.9) cerca de la base, incrementando hasta $\sim 45-100$ sobre el disco. Un ejemplo claro de esta estructura es el caso de M82. En la Fig. 1.9 se muestra el dibujo de la estructura bicónica (Heckman et al. 1990).

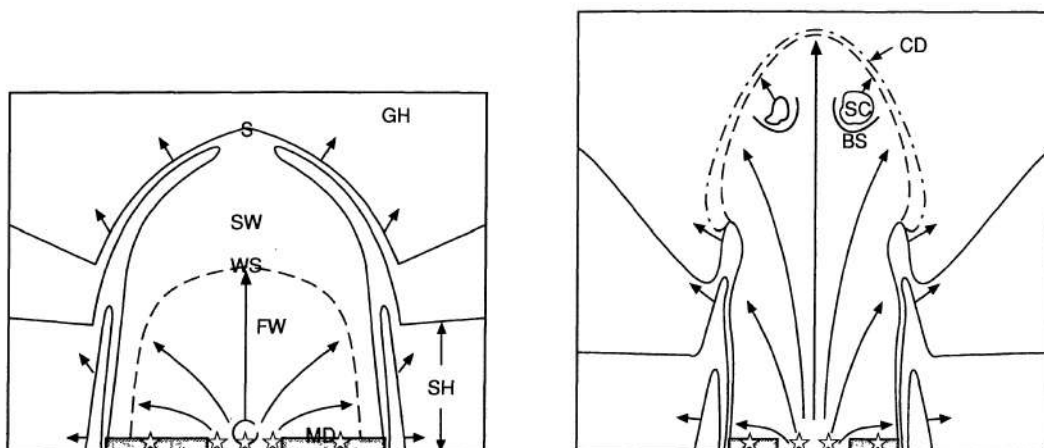


Fig. 1.8: Diagrama de las fases evolutivas de un súper-viento expandiéndose hacia el halo del disco de la galaxia. Las figuras están basadas en la simulación numérica de M82 de Tomisaka and Ikeuchi (1988). En el panel izquierda se muestra la fase radiativa antes del rompimiento. En el panel derecho se muestra después de que la burbuja se expanda más de un par de alturas de escala vertical, la cual puede "escaparse" del halo.

1.6 BEARD: NGC 1087 (star-forming galaxy)

A continuación se detallará el objeto de estudio de este trabajo y su relevancia en el estudio de este proceso. NGC 1087 es una galaxia espiral débilmente barrada con brazos sueltos y un anillo se denomina de tipo SAB(rs)c (de Vaucouleurs et al. 1991a), ubicada a una distancia de 15.85 Mpc (Anand et al. 2021) y un ángulo de inclinación de 43° (Lang et al. 2020a). Una galaxia espiral intermedia de tipo Sc se caracteriza por tener un bulbo pequeño y brazos espirales abiertos, bien definidos, además cuenta con una gran cantidad de estrellas jóvenes y regiones de formación estelar. Estas galaxias suelen tener una considerable cantidad de gas y polvo. En la Fig. 1.10 se muestra una imagen de la galaxia NGC 1087 con filtros en el ultravioleta, visible y cercano infrarrojo del Telescopio Espacial Hubble (HST), en esta imagen se muestra el tamaño de la elipse obtenida con la banda R.25 y el campo de visión de MEGARA. En la Fig. 1.11 se muestra la región central la cual es el objeto de estudio de esta tesis, fue cambiado el contraste de la imagen para apreciar mejor las estructuras.

Esta galaxia pertenece al grupo NGC 1087 de Vaucouleurs (junto con NGC 1090), se encontró que su diferencia de velocidades (~ 1200 km) es muy alta para que se encuentren en interacción (a pesar de la pequeña separación de 3 diámetros de galaxia entre estas) por lo que esta galaxia se encuentra aislada (Blackman 1980).

NGC 1087 tiene un núcleo pequeño, cuenta con un anillo interior muy brillante debido a las varias regiones HII que se encuentran cercano a su núcleo (Ann and Park 1993). Esta galaxia presenta una barra pequeña en el infrarrojo, la cual no es clara en el óptico debido a la absorción del polvo y la intensa radiación de las estrellas jóvenes. Esta

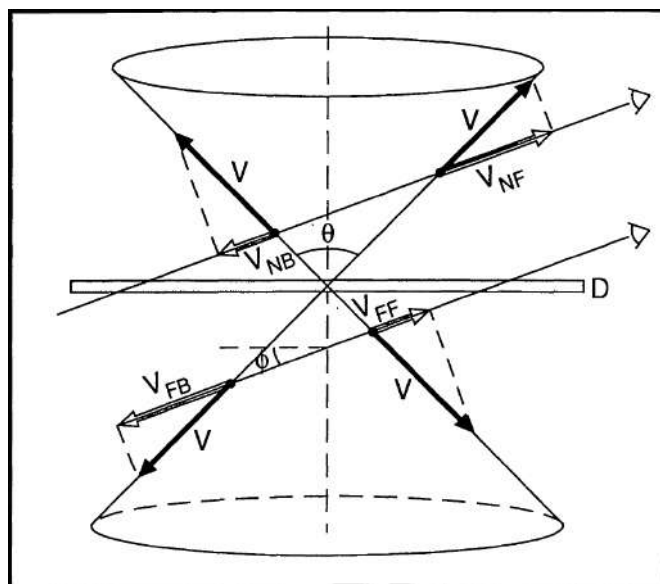


Fig. 1.9: Esquema del súper-viento a lo largo de una superficie bicónica centrada en el núcleo de una galaxia con disco, en el cual se tiene una simetría axial con respecto al eje menor (línea vertical punteada) del disco. El disco está representado por el rectángulo marcado con la letra D, la estructura es vista desde un observador (representado con un dibujo de un ojo) el cual su línea de visión forma un ángulo ϕ con el plano del disco de la galaxia. El ángulo θ corresponde al ángulo de apertura del gas a través de la superficie del cono con una velocidad v (flechas sólidas). La línea de vista a través del cono en la parte más cercana al disco de la galaxia produce una línea de emisión con doble pico con el gas en la superficie frontal, produciendo un componente que está fuertemente desplazado al azul (flecha abierta, etiquetada como v_{NF}), y el gas en la parte trasera produce un componente cerca de la velocidad sistémica (flecha abierta, etiquetada como v_{NB}). La línea de visión a través del cono en el lado lejano del disco puede sufrir una fuerte ocultación por el polvo en el disco. Diagrama tomado de Heckman et al. (1990).

barra presenta diferencias notables con respecto a las barras estelares convencionales, por ejemplo la ausencia de un anillo nuclear de formación estelar, y la falta de franjas de polvo claros a lo largo del eje de la barra (López-Cobá et al. 2024). Se trata también de una galaxia de baja masa $\log M_*/M = 9.9$ (Leroy et al. 2021).

En la Tabla 1.2 se resumen las propiedades básicas de la galaxia NGC 1087.

Esta galaxia forma parte del grupo de la colaboración BEARD (Bulgeless Evolution And the Rise of Disks). Las galaxias de este censo son galaxias sin bulbo (solo con disco o con bulbo pequeño). La existencia de un gran número de galaxias pone en discusión la naturaleza jerárquica de Materia Oscura Fría (CDM,), dada la fragilidad de los discos en galaxias espirales no se espera que sobrevivan a fusiones violentas o, al menos, deberían crear un bulbo masivo.

BEARD es un programa que cuenta con un total de 50 galaxias sin bulbo seleccionadas de SDSS-DR13 con las siguientes condiciones: i) inclinación $i < 60$ grados; ii) concen-

CAPÍTULO 1. INTRODUCCIÓN

Galaxia	RA (grados)	DEC (grados)	$\log_{10} M_*$ M_\odot	$\log_{10} \text{SFR}$ $M_\odot \text{yr}^{-1}$	z	Distancia Mpc	Inclinación (grados)	P.A (grados)
(1)	(2)	(3)	(4)	(5)	(6)	(7)	(8)	(9)
NGC 1087	41.6049	-0.4987	9.9	0.12	$0.005080 \pm 6.67 \times 10^{-6}$	15.85 ± 2.08	42.9	5

Table 1.2: Descripción de NGC 1087. Los valores (2),(3),(4),(5) son los obtenidos de Leroy et al. (2021). (6) nos indica el corrimiento al rojo de la galaxia, es obtenido de van Driel et al. (2016). (7) otorga la distancia a la galaxia, es obtenida de Anand et al. (2021). (8) indica la inclinación de la galaxia, es obtenida de Lang et al. (2020b). El valor (9) es el ángulo de posición obtenido con fotometría en SDSS tomado de de Vaucouleurs et al. (1991b).

tración $C=R_{90}/R_{50} < 2.5$; iii) relación bulbo-total $B/T < 0.1$, relación bulbo-disco $B/D < 0.08$; iv) masa estelar total $M_* > 10^{10} M_\odot$; y v) ubicadas en el Universo cercano (< 40 Mpc). En el censo las siguientes observaciones: i) Espectroscopia de Campo Integral del centro de las galaxias ($\sim 10 \times 10$ arcsec) por parte de MEGARA-GTC, imágenes profunda de banda ancha con WFC-INT, imágenes de $H\alpha$ en banda estrecha obtenidas con IO:O-LT (Liverpool Telescope) y iv) espectroscopia de baja resolución de rendija larga usando DOLORES-TNG e ISIS-WHT.

El estudio de NGC 1087 dentro de la colaboración destaca por ser una de las tres galaxias con la que se cuenta cubo de datos de MUSE por lo que su estudio servirá como referencia para el resto de las galaxias de la muestra BEARD.

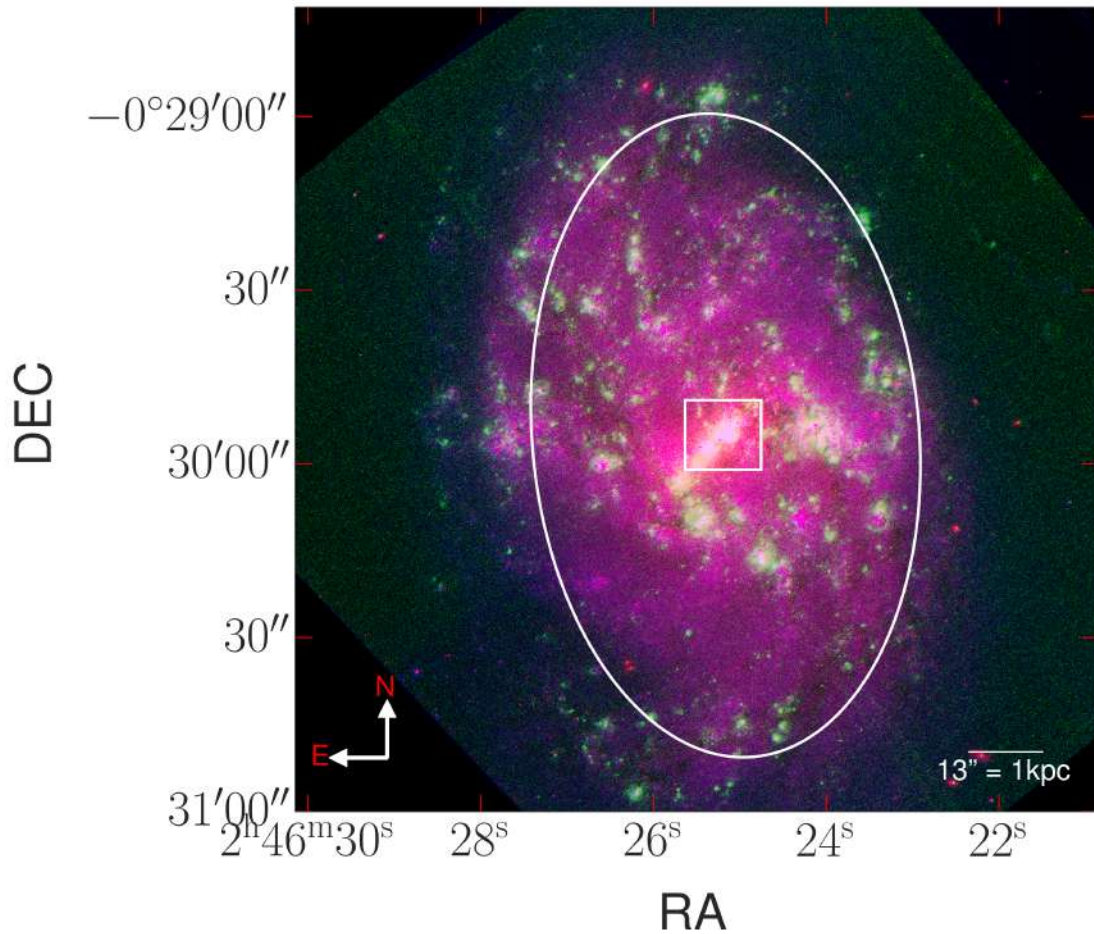


Fig. 1.10: Imagen compuesta de la galaxia NGC 1087. En color azul se muestra el filtro F438W (HST) el cual traza poblaciones de estrellas jóvenes. En color verde es la emisión de $H\alpha$ (obtenida con el filtro F657N de HST), muestra las regiones de formación estelar. Finalmente en rojo se muestra el filtro F814W (HST) el cual es trazador de estrellas viejas. La elipse (en color blanco) corresponde a los valores 222.90 arcsec para el eje mayor, 134.41 para el eje menor y un ángulo de posición de 5° obtenidos en la banda R_25 (blue) (tomados de de Vaucouleurs et al. (1991b)). El rectángulo con línea sólida blanca indica el campo de visión de MEGARA (12.5 arcsec x 11.3 arcsec). La imagen ha sido construida en esta tesis con los datos disponibles en la literatura.

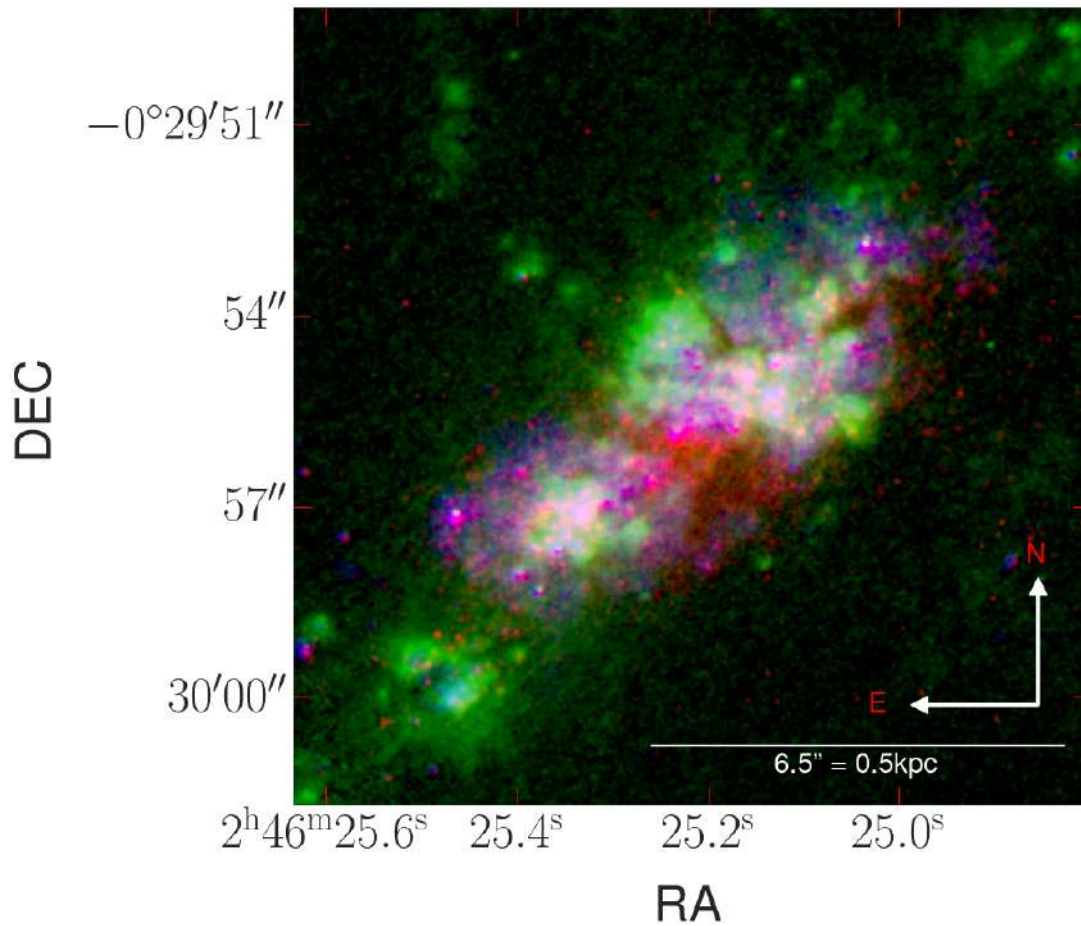


Fig. 1.11: Imagen compuesta del centro de la galaxia NGC 1087. Los colores son los mismos que la Fig. 1.10. Créditos: esta tesis.

Capítulo 2

Datos

En esta sección se describirán los datos que se han utilizado en la realización del trabajo. En la primera se describirán los datos de parte de la colaboración BEARD dando detalles más profundos de ellos. En la segunda parte se describirá el uso de datos públicos provenientes de telescopios de tierra y espaciales.

2.1 Datos MEGARA

En esta sección se centrará el instrumento GTC-MEGARA y el Gran Telescopio Canarias, estos datos son el soporte y motivación del trabajo se encuentra en estos datos.

2.1.1 Gran Telescopio Canarias

El Gran Telescopio Canarias (GTC) es el telescopio óptico-infrarrojo más grande del mundo. Ubicado en el Observatorio del Roque de Los Muchachos, en la Palma, Islas Canarias a una altura de ~ 2300 metros sobre el nivel del mar.

El telescopio cuenta con un espejo primario (M1) el cual consiste en 36 segmentos hexagonales de Zerodur (vidrio cerámico) recubiertos con aluminio de 1.9 metros de diagonal cada uno, formando una superficie hexagonal de 11.4 m. La superficie de M1 es equivalente a un espejo circular con un diámetro de 10.4 m. Cuenta con un espejo secundario (M2) y (M3) terciario, los cuales logran ajustar el plano focal en la estación elegida.

2.1.2 Instrumento MEGARA-GTC

Multi-Espectrógrafo en GTC de Alta Resolución para Astronomía (MEGARA) es un espectrógrafo formado por fibras con dos modalidades: Unidad de Campo Integral (IFU) y Espectroscopía Multi-Objeto (MOS). Fue instalado en el Gran Telescopio Canarias en la primavera de 2017 (Gran Telescopio Canarias 2024). Este telescopio es un proyecto español encabezado por el Instituto de Astrofísica de Canarias (IAC). También

VPH ID	Configuración	R_{FWHM}	$\lambda_1 - \lambda_2$ (Å)	λ_c (Å)	$\Delta\lambda$ (Å)	lin res (Å píxel ⁻¹)
VPH521-MR	MR-G	12000	4963.22-5445.00	5208.79	0.434	0.115

Table 2.1: Especificaciones de la VPH utilizada en la configuración de resolución media. Se muestra el rango en longitud de onda, la longitud de onda central, el valor de FWHM en la longitud de onda central. En la última columna se muestra la resolución lineal.

cuenta con la colaboración de México, representado por el Instituto Nacional de Astrofísica, Óptica y Electrónica (INAOE) y el Instituto de Astronomía de la Universidad Nacional Autónoma de México (IA-UNAM), así como de Estados Unidos, a través de la Universidad de Florida.

MEGARA en modalidad IFU cubre un campo de 12.5×11.3 arcsec² haciendo uso de 567 fibras hexagonales con diámetro de 0.62 arcsec además de 56 fibras distribuidas en 8 grupos de 7 fibras cada uno para determinar el espectro del cielo. Al tratarse de la modalidad IFU se referirá a lo largo del trabajo a spaxel como un píxel tridimensional, el cual contiene dos dimensiones espaciales y una dimensión a lo largo de la longitud de onda.

Se colocan elementos dispersores en la pupila en este instrumento las cuales son rejillas holográficas de fase-volumen (Volume-Phase Holographic, VPH). En la Tabla 2.1 se muestran las especificaciones de los datos utilizados para este trabajo, destacando el valor de resolución espectral $R_{\text{FWHM}}=12000$ (equivalente a ~ 25 km s⁻¹) que será crucial en este trabajo para la determinación de dobles componentes. R_{FWHM} se define como $R_{\text{FWHM}} \equiv \lambda/\Delta\lambda$ donde λ es la longitud de onda observada y $\Delta\lambda$ es la anchura de la línea a la mitad de su máximo (FWHM, Full Width Half Maximum).

2.1.3 Reducción de datos

Se observaron 3 imágenes, cada una con 1200 segundos de exposición con el espectrógrafo MEGARA del GTC utilizando el filtro MR-G. La observación se realizó el día 2019-09-27 con una masa de aire de 1.15 y el seeing de 1.2". La observación se llevó a cabo en modo LCB, y se utilizaron las lámparas de calibración Th-Ar y Th-Ne. El cubo de datos se tomó centrado en RA = 02:46:25.180, DEC = -00:29:55.277.

La reducción de datos se realizó con la Pipeline de Reducción de Datos de MEGARA (DRP) la cual es de dominio publico bajo GPLv3+ (GNU Public License, version 3 o superiores). La DRP es un entorno de varias recetas desarrolladas en PYTHON (Pascual et al. 2019). Las rutinas utilizadas para la reducción de datos fueron las siguientes: **MegaraBiasImage**, **Megara-TraceMap**, **MegaraModelMap**, **MegaraArcCalibration**, **MegaraFiberFlatImage**, **MegaraLcbAcquisition**, **MegaraLcbStdStar**. Primeramente se crea una imagen Master Bias con la rutina **MasterBiasImage** obtenida a partir de las imagenes bias. Las imágenes se corrigen por sobreescaneo y se recortan

al tamaño físico del detector. Para trazar la posición de las 623 fibras se usa la receta **MasterTraceMap** a partir de una imagen que es iluminada el plano focal instrumental con una lámpara de continuo (halógeno), la cual forma parte del Módulo de Calibración de Instrumentos (ICM) del GTC. Este paso produce la información de rastreo necesaria para extraer el flujo de las fibras. La receta **MegaraModelMap** toma los resultados del paso anterior (imágenes planas de continuo) y retorna información del perfil de la fibra necesaria en otras recetas. Se determina de manera aproximada la posición central de las fibras. Después la rutina ajusta simultáneamente 623 gaussianas cada 100 columnas y luego interpola los parámetros de la gaussiana para cada píxel espectral. Con esta información, la rutina genera un mapa de pesos para cada fibra que se aplica a los datos para realizar la extracción. La receta **MegaraArcCalibration** crea la solución de longitud de onda en cada una de las fibras para lo cual hace uso de lámpara de arco crudo¹. Cada fibra óptica en MEGARA se comporta como un sistema óptico diferente, por lo tanto, su transmisión óptica es distinta e individual, con una dependencia de longitud de onda diferente. La receta **MegaraFiberFlatImage** corrige las variaciones globales en la transmisión entre fibras y en función de la longitud de onda en MEGARA. La receta **MegaraLcbAcquisition** regresa la posición de la estrella estándar en la IFU. Una vez conocida esta posición la receta **MegaraLcbStdStar** crea una curva de sensibilidad comparando el flujo del espectro 1D de la estrella estándar (ya corregida por extinción atmosférica), este paso provee una calibración en flujo confiable. Una vez terminada la calibración con la receta **MegaraLcbImage** se produce un archivo con Espectros Apilados por Filas (Row-Stacked-Spectra,RSS) en el cual se incluyen los espectros individuales para todas las fibras, calibrados en longitud de onda y flujo, y corregidos por efectos telúricos.

Finalmente se crea un cubo de datos con una escala de $0.4 \text{ \AA} \text{ píxel}^{-1}$ en cada uno de los ejes espaciales, a partir del archivo RSS usando `create_cube_from_rss`². El cubo de datos obtenido cuenta con una distribución espacial de 30×33 spaxeles, a lo largo del trabajo se referirá a spaxeles individuales, en la Fig. 2.1 se crea la malla de la distribución de los spaxeles con una imagen de fondo del filtro F200W de JWST. El tamaño espacial de cada spaxel es de $0.4 \text{ arcsec} \times 0.4 \text{ arcsec}$.

Un paso a realizar en la obtención del cubo de datos es la corrección por astrometría, ya que el campo de visión de MEGARA es reducido no se cuenta con estrellas de campo para tener una calibración más precisa de la astrometría. Se comparó el mapa de continuo de $\text{O III} \lambda 5007 \text{ \AA}$ (el procedimiento de la obtención de los mapas de continuo se describe en la sección siguiente) con el mapa de continuo de $\text{H}\alpha$ del Telescopio Liverpool el cual cuenta con una buena calibración de astrometría debido a su extendido campo de visión. Para corregir la astrometría se selecciona una región aislada circular en el mapa de $\text{H}\alpha$, después se compara este círculo en el mapa de continuo de $\text{O III} \lambda 5007 \text{ \AA}$ de MEGARA en el cual se observa un desplazamiento (ver Fig.

¹ Son lámparas de cátodo hueco (HCL) de ThAr y ThNe.

² `create_cube_from_rss`, disponible en el repositorio megaradr, es una herramienta escrita en Python que convierte los productos de datos reducidos de MEGARA del formato RSS obtenido con megaradrp a un cubo de datos 3D más fácil de usar. Esta una rutina escrita por Javier Zaragoza-Cardiel.

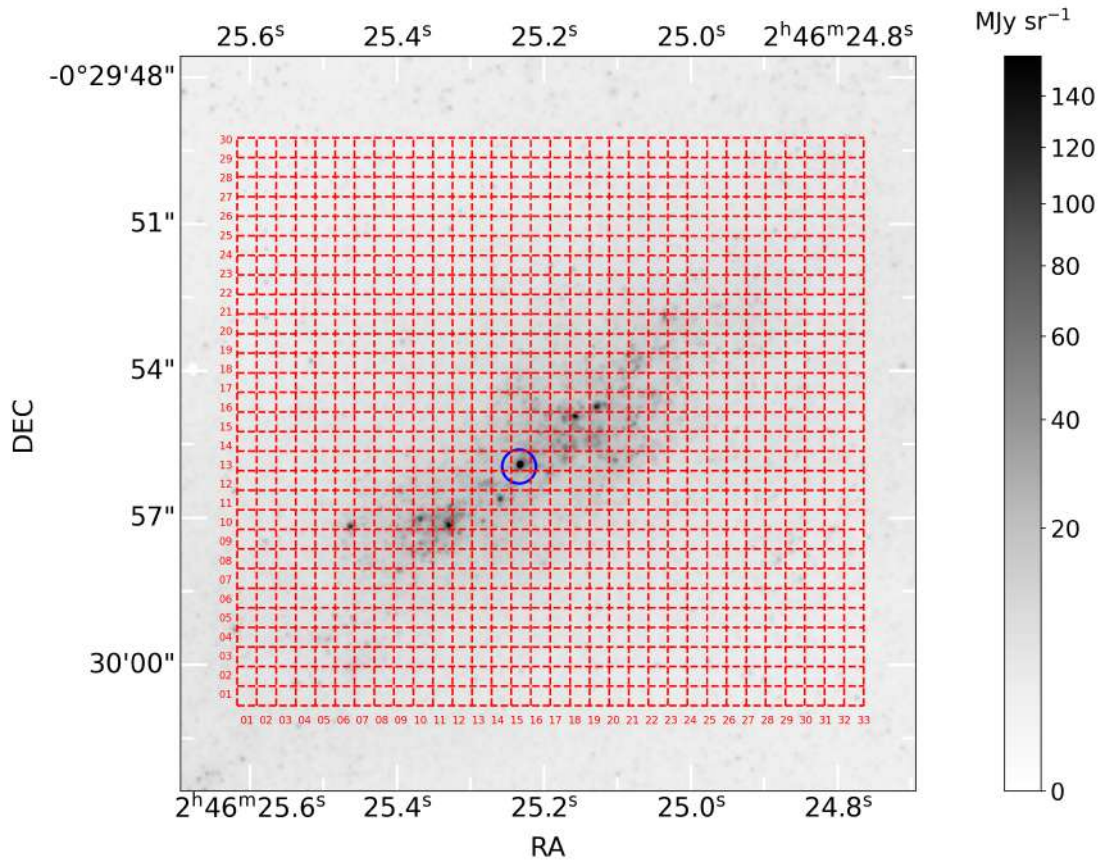


Fig. 2.1: Malla de los spaxeles de MEGARA. En la Figura se muestra la región central de la galaxia tardía NGC 1087, en esta se destaca el tamaño del campo de visión del instrumento MEGARA además de las coordenadas espaciales de cada uno de los spaxeles. La imagen de fondo de referencia corresponde al filtro F200W de JWST, esta imagen se destaca por su alta resolución espacial

2.2). Este desplazamiento es corregido centrando el círculo en MEGARA y se define como el valor de referencia para el sistema de coordenadas, la diferencia de los centros de los círculos en las imágenes fue de ~ 0.85 arcsec.

Finalmente en en la Fig. 2.3 se muestra el espectro del spaxel asociado a las coordenadas RA: $2^{\text{h}}46^{\text{m}}25.21^{\text{s}}$, DEC: $-0^{\circ}29'55.85''$. En este podemos ver el rango de longitud de onda y las líneas que se encuentran, tales como $[\text{O III}] \lambda 5007 \text{ \AA}$ y el doblete de MgI $\lambda\lambda 5172.684 \text{ \AA}, 5183.604 \text{ \AA}$.

2.2 Datos Telescopio Liverpool

El Telescopio Liverpool (TL) es un telescopio óptico/infrarrojo cercano totalmente robótico con una apertura clara de 2 metros, ubicado en el Observatorio del Roque de los Muchachos en La Palma, Islas Canarias. El telescopio es propiedad de y está

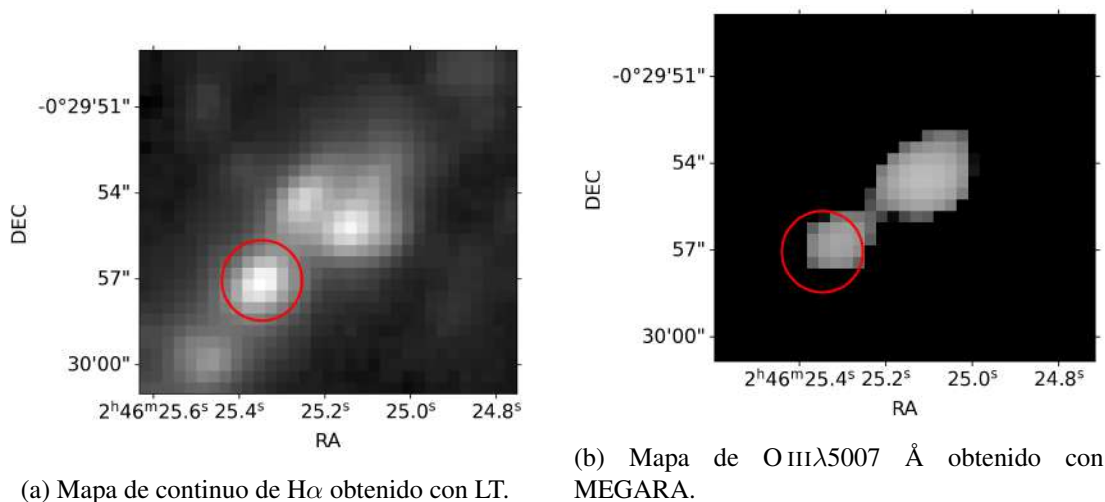


Fig. 2.2: Se comparan los mapas de continuo de $H\alpha$ y $O\text{ III}\lambda 5007$ obtenido con LT y MEGARA respectivamente. El círculo rojo se encuentra centrada en la región brillante individual en el mapa de LT. El mismo círculo se encuentra desplazado del centro en el mapa de MEGARA.

operado por el Instituto de Investigación Astrofísica de la Universidad John Moores de Liverpool (LJMU). El telescopio obtuvo su primera luz en julio de 2003 y comenzó sus operaciones científicas robóticas de rutina en 2004. Tiene un diseño Ritchey-Chrétien Cassegrain con una apertura de 2 metros y una montura altacimutal.

El instrumento utilizado es IO:O, una cámara óptica la cual destaca en los instrumentos. El detector cuenta con un tamaño de 4096×4112 píxeles, que proporciona un campo de visión de $10' \times 10'$ con una escala de píxel sin binning de $0.15''/\text{píxel}$. A la imagen se le aplicó un binneado de 2×2 lo cual resulta en un tamaño efectivo de $0.3 \text{ arcsec}/\text{píxel}$.

Las reducciones instrumentales básicas aplicadas a todas las imágenes del telescopio Liverpool IO incluyen la sustracción del bias, el recorte de las regiones de sobreescaneo y la corrección de campo plano. La sustracción del bias se basa en el análisis de los sobreescaneos, determinándose un nivel de bias único para cada amplificador de lectura. Las regiones de sobreescaneo se recortan, dejando una imagen de 2048×2056 píxeles. Aunque no se realiza la sustracción de corriente oscura, se obtienen flats del crepúsculo automáticamente y se crean flats maestros normalizados a la unidad. No se aplican máscaras de píxeles defectuosos ni rechazo de rayos cósmicos, pero se proporcionan máscaras generadas a partir de flats del crepúsculo para uso de los observadores. Se observó 3 imágenes en el filtro centrado en la línea $H\alpha\lambda 6566 \text{ \AA}$ y otras 3 imágenes en un filtro centrado en $\lambda 6705 \text{ \AA}$ para medir el continuo, cada una de 10 minutos. Las observaciones fueron tomadas el día 2019-08-09 con una masa de aire entre 1.27 y 1.47 y un seeing de $1''$. Los filtros son angostos con un ancho de 100 \AA . Se usó la fotometría de estrellas de campo en filtros ugriz de SDSS para llevar a cabo la calibración de flujo en cada imagen usando el procedimiento de Mayya et al. (2012). En la Fig.2.4

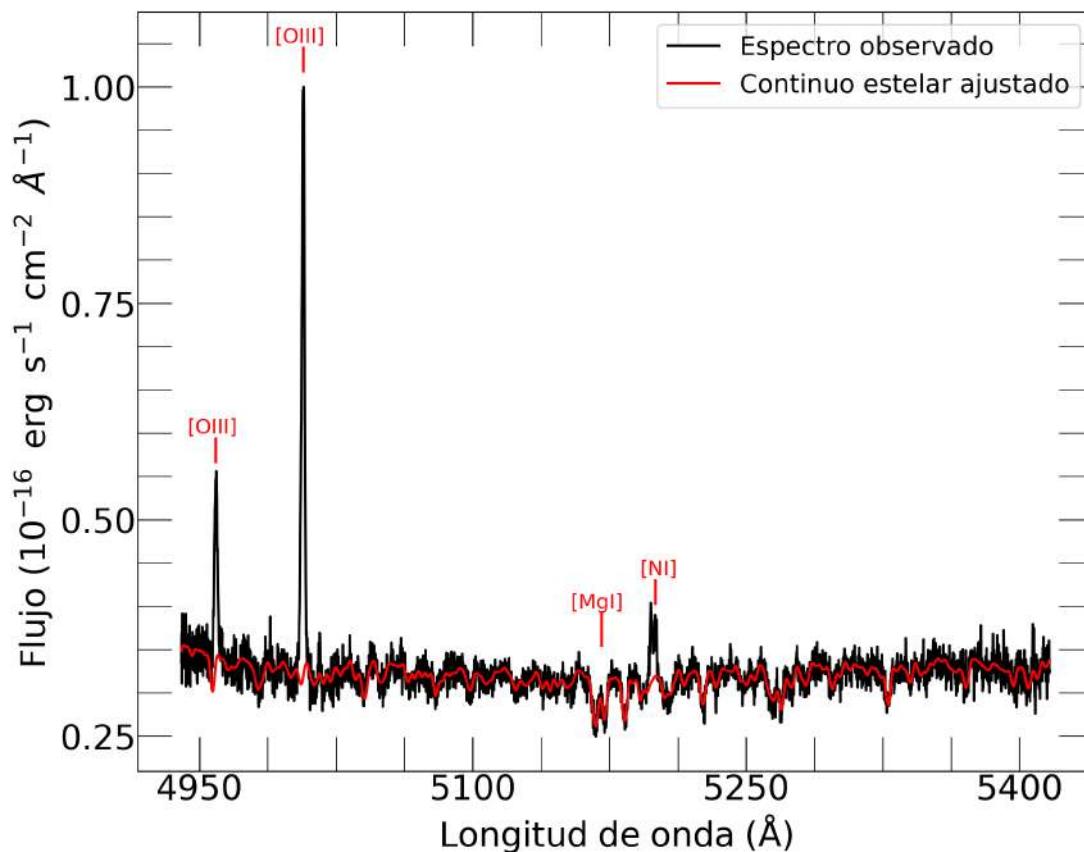


Fig. 2.3: Se muestra el espectro de MEGARA correspondiente al spaxel [14,12], el cual tiene las coordenadas asociadas RA: 2h 46m 25.21s, DEC: $-0^{\circ}29'55.85''$. El espectro fue corregido por corrimiento al rojo tomado de la tabla 1.2.

se muestran la respuesta de los dos filtros utilizados, se sobrepone un espectro típico de una región H II para visualizar la línea de $H\alpha$, se nota que en el filtro 6566 \AA esta presenta también $[N II] 6583 \text{ \AA}$, pero esta contribución es despreciable ante la línea de $H\alpha$.

En la Fig. 2.5 se muestra el mapa de emisión de $H\alpha$, de todo el campo de visión de la galaxia tardía NGC 1087. En esta mapa se identifican regiones de emisión a lo largo de los brazos de la galaxia, pero se destaca la emisión intensa en la región central lo que podría corresponder a una barra.

2.3 Datos del archivo

Los siguientes datos no son parte de la colaboración BEARD. Los datos obtenidos para esta galaxia son parte de la colaboración de libre acceso Physics at High Angular resolution in Nearby Galaxies (PHANGS) (Emsellem et al. 2022).

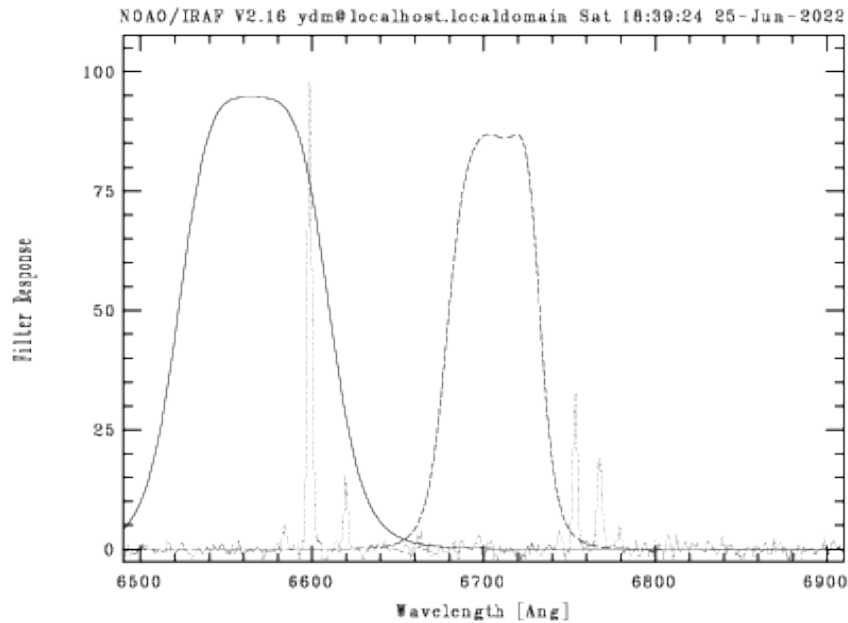


Fig. 2.4: Respuesta de los filtros H α 6566 Å y H α 6705 Å del Telescopio Liverpool. En estos se sobrepone un espectro típico de una región HII. Se observa que dentro de este filtro se encuentra también emisión de la línea de [NII] $\lambda\lambda$ 6549,6585 Å.

2.3.1 Datos MUSE

El Explorador Espectroscópico Multi Unidad (MUSE) es un espectrógrafo panorámico de campo integral, tiene un campo de visión de 1×1 arcmin² muestreado a 0.2×0.2 arcsec² y es asistido por la instalación de óptica adaptativa de capa terrestre del VLT de ESO, utilizando cuatro estrellas guía láser. MUSE se encuentra colocado en el Telescopio VLT situado en el Cerro Paranal, Chile. Consta de cuatro Telescopios Unitarios (Unit Telescopes, UTs) con espejo primario de 8.2 metros de diámetro más cuatro Telescopios Auxiliares (Auxiliary Telescopes, ATs) móviles de 1.8 metros de diámetro. Del cubo de datos de la galaxia completa se realizó un corte en la región central para obtener el mismo campo de visión de MEGARA, en este campo se cuenta con 65×76 spaxeles. En cada spaxel se tiene un intervalo de longitud de onda de 4650 a 9300 Å, con una resolución espectral que va de 1750 a 3750 (R_{FWHM}). Se utilizaron datos del programa PHANGS-MUSE (PI: Schinnerer), de los cuales se analizaron sólo la región central de NGC 1087. En la Fig. 2.6 se muestra el espectro del spaxel correspondiente a las coordenadas RA: 2h 46m 25.21s, DEC: $-0^{\circ}29' 55.85''$.

2.3.2 Datos HST

El Telescopio Espacial Hubble es un telescopio óptico-ultravioleta cuenta con un espejo primario de 2.4 m. Las imágenes fueron tomadas con la Cámara de Campo An-

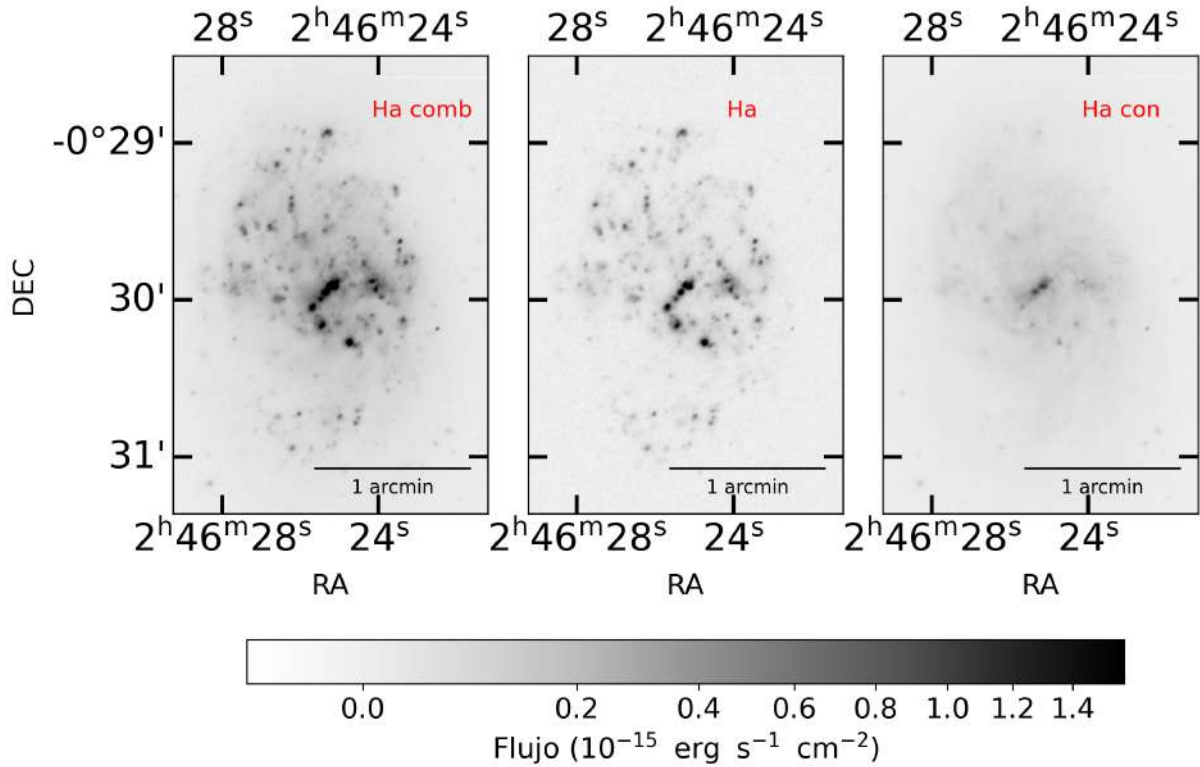


Fig. 2.5: Mapa de H α usando datos del LT. En el panel izquierdo se muestra la combinación de la emisión y el continuo de H α . En el panel de en medio se muestra la emisión de H α obtenida con el filtro 6566 Å. Finalmente en el panel derecho se muestra el continuo de H α obtenido con el filtro 6705 Å.

cho 3 (WFC 3) en el canal del Visible-Ultravioleta (UVIS). Los filtros fueron F555W (ID:hst_skycell-p1242x04y17_wfc3_uvis_f555w_all), F657N (ID:hst_15654_03_wfc3_uvis_f657n_idxr03) y F814W (ID:hst_15654_03_wfc3_uvis_f814w_idxr03). En la Fig. 2.7 se muestran las gráficas de la respuesta de cada filtro y su rango en longitud de onda. El filtro 657N se usará para obtener el mapa en emisión de H α , este proceso será detallado más adelante.

2.3.3 Datos JWST

El Telescopio Espacial James Webb (JWST) es un gran telescopio infrarrojo con un espejo primario de aproximadamente 6.5 metros. Se usaron datos calibrados de los productos PHANGS-JWST (e.g. Lee et al. 2023). La imagen utilizada proviene de la Cámara de Cercano Infrarrojo (NIRCam) (ID:jw02107-o019_t001_nircam_clear-f200w). El filtro utilizado es F200W el cual tiene su longitud de onda en 2 μ m.

En las Tablas 2.2 y 2.3 se muestran las propiedades destacadas de las imágenes y cubos de datos utilizados respectivamente.

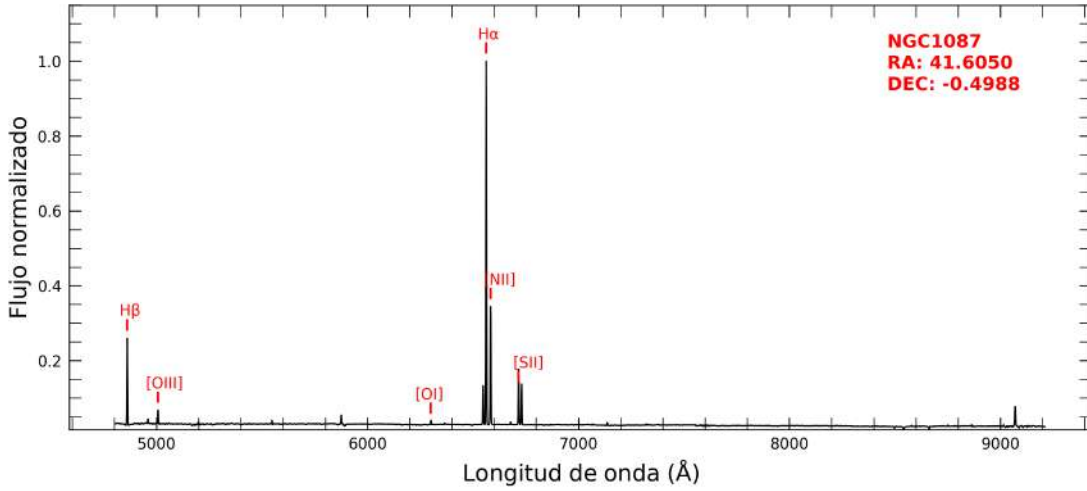


Fig. 2.6: Se muestra el espectro correspondiente al spaxel [33,28] en la imagen de MUSE, el cual tienes las coordenadas asociadas RA: 2h 46m 25.21s, DEC: $-0^{\circ}29' 55.85''$. Y en rojo se muestran las principales líneas de emisión claramente identificables.

Table 2.2: Especificaciones las imágenes utilizadas.

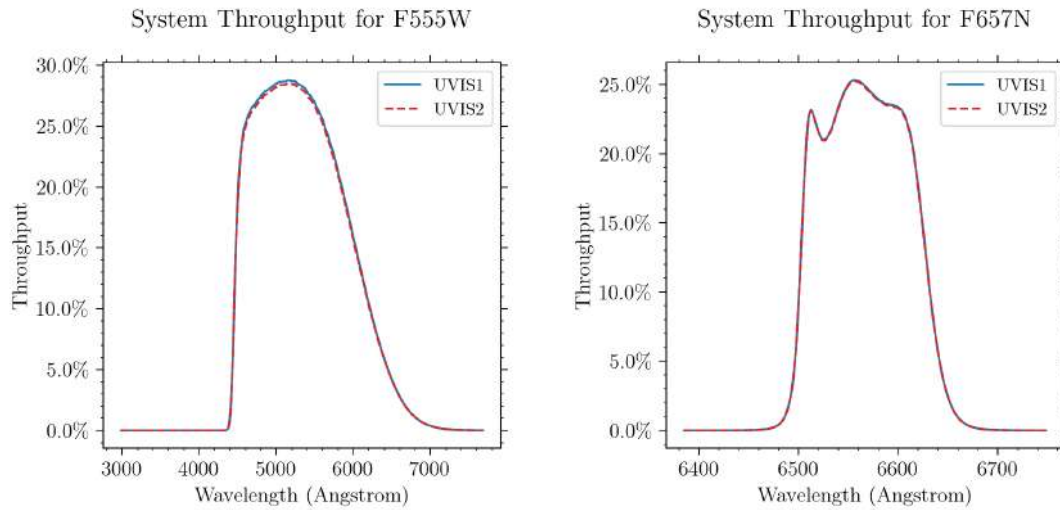
Telescopio/ Instrumento	Filtro	λ_c (μm)	$\Delta\lambda$ (μm)	Píxel ($''$)	(pc)	FWHM ($''$)	(pc)
HST/ACS	F555W	0.53	0.12	0.04	3	0.10	7.7
HST/ACS	F657N	0.65	0.02	0.04	3	0.10	7.7
HST/ACS	F814W	0.83	0.25	0.04	3	0.10	7.7
JWST/NIRCam	F200W	1.99	0.22	0.031	2.4	0.06	4.6
LT/IO:O	H-Alpha-6566	0.6566	0.02	0.3037	11.5	0.9	70
LT/IO:O	H-Alpha-6705	0.6705	0.01	0.3037	11.5	0.9	70

2.3.4 Emisión de $H\alpha$ con el filtro 657N de HST

En esta sección se discutirá la metodología empleada en la obtención de los mapas de continuo y emisión de $H\alpha$ para toda la galaxia. Para la obtención de estos se usarán los filtros F555W, F657N, F814W obtenidos de datos del archivo público.

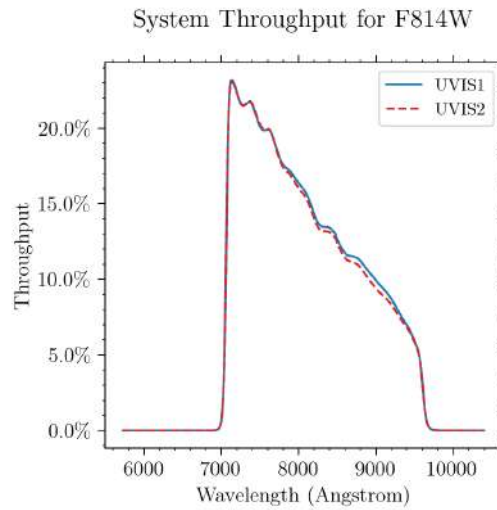
El primer paso consiste en una corrección de astrometría utilizando estrellas del catálogo 2MASS y con el software SAOImage DS9 para centrar estas estrellas redefiniendo las coordenadas y el píxel de referencia. Dado que se harán operaciones píxel a píxel es necesario hacer un proceso de re muestreo en las imágenes. Para esto se usa la paquetería REPROJECT de PYTHON, esta paquetería implementa métodos de reproyección de imágenes, supone que la información del Sistema de Coordenadas del Mundo (WCS) en los datos es precisa.

El siguiente paso es generar una imagen interpolando linealmente píxel a píxel entre



(a) Respuesta del filtro F555W.

(b) Respuesta del filtro 657N.



(c) Respuesta del filtro 814W.

Fig. 2.7: Respuesta de los filtros utilizados con el HST. En las gráficas se muestra en el eje horizontal el rango de longitud de onda. En el eje vertical se muestra la respuesta del filtro en cada longitud de onda. Notamos que en el filtro de banda estrecha 657N la línea que se encuentra es $H\alpha$ además de $[N II]\lambda 6584 \text{ \AA}$.

Table 2.3: Especificaciones de los cubos de datos utilizados.

Telescopio/ Instrumento	$\lambda_1 - \lambda_2$ (\AA)	R_{FWHM}	λ_c (\AA)	$\Delta\lambda$ (\AA)	Píxel ($''$)	pc)	FWHM ($''$)	pc)
VLT/MUSE	4650-9300	1750-3750	6880	1.25	0.2	6	0.90	70
GTC/MEGARA	4963-5445	12000	5208.79	0.122	0.4	12	1	77

los filtros F555W y F814W. Para esto se usa la siguiente ecuación para conocer la pendiente,

$$m = \frac{F_{814W} - F_{555W}}{\lambda_{e,814W} - \lambda_{e,555W}}. \quad (2.1)$$

Una vez conocida la pendiente generamos una imagen que representa el flujo del continuo para el filtro F657N con la siguiente ecuación,

$$F_{657W_{cont}} = F_{555W} + m(\lambda_{e,657NW} - \lambda_{e,555W}), \quad (2.2)$$

El flujo dado en el filtro 657N está dado por la siguiente ecuación,

$$F_{657N} = F_{657W_{em}} + F_{657W_{cont}} \frac{\Delta\lambda_N}{\Delta\lambda_W}, \quad (2.3)$$

Para obtener $\Delta\lambda_N/\Delta\lambda_W$, debemos realizar fotometría de apertura en las estrellas, asumiendo que en las estrellas la emisión de $H\alpha$, es cero. Se seleccionaron 7 estrellas en las imágenes de F657N y su correspondiente continuo generado. Se utilizó el software IRAF (Tody 1986, 1993) con la tarea PHOT usando las siguientes especificaciones:

- **calgori=centroid**: Método de centrado para la localización de objetos.
- **aper="2,4,6,8,10"**: Radios de las aperturas circulares para medir la magnitud (2, 4, 6, 8 y 10 píxeles).
- **zmag=25**: Magnitud cero como referencia para la calibración.
- **salgori=median**: Cálculo de la magnitud final mediante la mediana de las aperturas.
- **annulus=12**: Radio del anillo para determinar el valor del cielo de fondo.
- **dannulu=5**: Número de píxeles para el cálculo del valor del cielo de fondo.

este proceso se realizo en la imagen generado para el continuo de F657N y el filtro F657N.

Después se tomo el promedio de estos valores obteniendo finalmente $\Delta\lambda_W/\Delta\lambda_N = 11.76$. Finalmente en las tablas 2.2 se resumen las propiedades de la longitud de onda central de los filtros, el ancho de los filtros, la resolución espacial y Anchura a Media Altura (FWHM) mientras que 2.3 se enlista las propiedades de los cubos de datos: su intervalo en longitud de onda, la resolución espectral, la longitud de onda central del espectro, el intervalo de muestreo, la resolución espacial y el FWHM .

Capítulo 3

Análisis de datos espectroscópicos

En esta sección se discute la metodología empleada en el ajuste de componentes multi-gaussianas en el perfil de línea $[\text{O III}]\lambda 5007 \text{ \AA}$. Para ello se ajusta un continuo estelar con pPXF. Se presenta, de igual manera, el análisis en las líneas ópticas de los espectros del instrumento MUSE-VLT para la obtención de razones de flujo para realizar los diagramas de diagnóstico para distinguir los principales mecanismos de excitación que operan en esta región los cuales se construyen a partir de las relaciones globales de intensidad de líneas de emisión. Además se determinará el decremento Balmer, con el cual se calculará los valores de extinción para obtener finalmente la intensidad de $\text{H}\alpha$ sin extinción para el cálculo de la tasa de formación estelar.

3.1 Ajuste de continuo estelar

Dado que la motivación de este trabajo es estudiar las líneas en emisión, y con ello estudiar las propiedades cinemáticas y espectroscópicas del gas ionizado, se requiere como primer paso identificar y restar el continuo para obtener el espectro en emisión debido a que se planea estudiar el gas en esta región. Para restar el continuo, se hizo uso del software público Penalized Pixel Fitting (pPXF; Cappellari and Emsellem 2004; Cappellari 2017). El software utiliza el ajuste de un espectro para extraer la cinemática estelar o del gas, así como las poblaciones estelares. Un espectro observado es ajustado como una combinación lineal de poblaciones estelares simples, parametrizadas en función de la edad o metalicidad de las poblaciones estelares.

Se seleccionaron 424 diferentes Poblaciones Estelares Simples (SSP) de HR-PYPOPSTAR a una alta resolución espectral ($R=50000$ a 5000 \AA), presentado en Millán-Irigoyen et al. (2021). Las SPPs presentan edades desde 0.1 millones de años a 13.8×10^9 años a cuatro diferentes valores de metalicidades ($Z=0.004, 0.008, 0.019$ y 0.05), considerando una Función Inicial de Masa (IMF) de Kroupa (2001), con una pendiente $\alpha=-2.7$ para estrellas masivas. Se convolucionó con una Kernel gaussiana de ensanchamiento por Doppler para obtener las componentes cinemáticas del espectro que se está ajustando.

El continuo estelar se obtiene del ajuste de las poblaciones estelares, mientras que los polinomios son usados para corregir potenciales variaciones en la forma del mismo. Ya que sólo estamos interesados en la componente cinemática, se utilizaron polinomios de Legendre aditivos. El continuo estelar fue ajustado en el intervalo de longitud de onda 4965-5445 Å el cual contiene líneas de emisión de O III y N II, y una absorción estelar prominente a 5176 Å (Mg). Se enmascararon las líneas de emisión para el ajuste del continuo y se ajustó un polinomio aditivo de grado 10 para la obtención del continuo para corregir las variaciones en la forma del continuo, sin embargo después de varias pruebas un polinomio de orden 3 o 4 es suficiente, dado el corto rango espectral que se tiene. Se realizó el ajuste en la línea [O III]λ5007 Å, dado que es más intensa. En la Fig. 3.1 se muestra esta línea de emisión junto con el continuo estelar ajustado de un spaxel correspondiente a las coordenadas RA: 2h 46m 25.21s, DEC: -0°29'55.85", en esta destaca el continuo ajustado en la línea de emisión el cual es constante a lo largo de la línea. Finalmente, en la Fig. 3.2 se muestra el continuo a lo largo de todo el intervalo en longitud de onda del cubo de datos de MEGARA para el mismo spaxel referido anteriormente.

3.2 Ajuste multigaussiano con datos de MEGARA

Una vez sustraído el continuo estelar en cada uno de los spaxeles del cubo de datos, se obtiene un cubo de datos con el espectro que contiene solo las líneas en emisión. La línea que se ajustará es [O III]λ5007 Å. Conocido el corrimiento al rojo de la galaxia

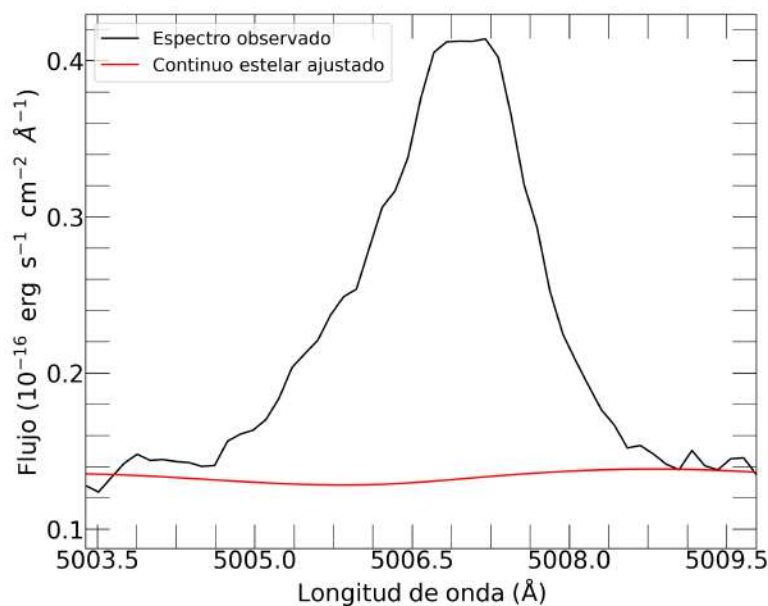


Fig. 3.1: Se muestra la línea en emisión [O III]λ5007 Å junto con el continuo estelar ajustado, correspondiente a las coordenadas RA: 2h 46m 25.21s, DEC: -0°29'55.85".

(ver Tabla 1.2) se realiza una máscara inicial en la longitud de onda entre 5025 Å y 5038 Å para aislar la línea en cada spaxel. Además se seleccionaron dos ventanas para determinar el continuo, ya que algún continuo residual puede estar aún presente, sin embargo se encuentra que es consistente con cero, por lo tanto estas ventanas sirven principalmente para calcular el rms e incluirlo como incertidumbre al momento de realizar el ajuste. Para determinar el continuo se seleccionan 4 Å fuera de la ventana seleccionada en la línea de la emisión. Se calcula la raíz cuadrada de la media (r.m.s. root mean square) de los puntos dentro de las mascarar del continuo.

El ajuste al perfil de la línea se realizó utilizando el software público LMFIT (Newville et al. 2019) usando el método predeterminado de mínimos cuadrados de Levenberg-Marquardt para ajustar la línea dos veces. El primer ajuste se realiza con una gaussiana y el segundo ajuste se realiza con dos gaussianas. La biblioteca de python LMFIT proporciona herramientas para construir un modelo para problemas de mínimos cuadrados no lineales y aplicarlo a datos. El valor estadístico χ^2 se define como,

$$\chi^2 = \sum_{i=1}^N \frac{(y_i - f(x_i, p))^2}{\sigma_i^2}, \quad (3.1)$$

donde: N es el número de puntos de datos, y_i es el valor de la i-ésima medida, $f(x_i, p)$ es el valor del modelo predicho en el i-ésimo punto de datos, tomando en cuenta los parámetros del modelo p, y σ_i^2 es la varianza (o incertidumbre), la cual está dada por el rms, asociada al i-ésimo punto de datos.

Un uso común de la minimización de mínimos cuadrados es el ajuste de curvas, donde

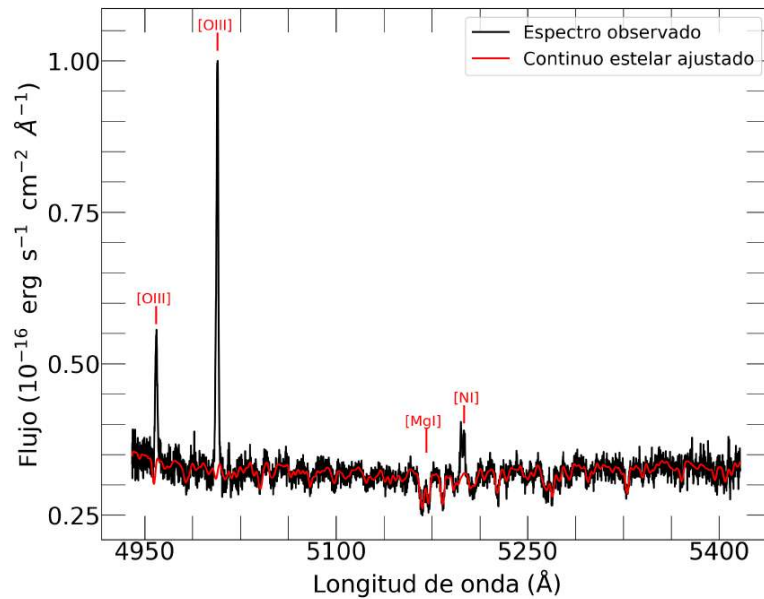


Fig. 3.2: Se muestra el continuo estelar ajustado en todo el intervalo de longitud de onda, correspondiente a las coordenadas RA: 2h 46m 25.21s, DEC: -0°29'55.85".

se tiene una función modelo parametrizada que pretende explicar algún fenómeno y se desea ajustar los valores numéricos del modelo para que coincidan lo más estrechamente posible con algunos datos. Este caso es el que se utilizará en el ajuste de gaussianas a los perfiles de línea.

LMFIT proporciona la rutina *minimize*. Toma una función objetivo (la función que calcula el conjunto de datos a minimizar), un objeto *Parameters* y varios argumentos opcionales. Los parámetros son los valores de amplitud, longitud de onda y desviación estándar del perfil gaussiano. Para cada uno de los parámetros se debe proporcionar un valor inicial, además de poder determinar las cotas mínimas y máximas que este valor puede tomar.

La determinación del valor BIC depende del número de puntos seleccionado en el perfil de línea (ver Ec. 3.3), por lo que antes de realizar los ajustes es importante no sobrestimar (o subestimar) este valor. Para esto se busca el valor correspondiente en longitud de onda al valor $\text{rms}/2$ en flujo, luego se agregan 3 píxeles del espectro (correspondiente a $\sim 0.36 \text{ \AA}$). El valor de puntos no es constante entre los spaxeles debido a las variaciones de valores de señal a ruido en cada uno de ellos, esto garantiza incluir todo el perfil de la línea y no sólo la parte central en la línea lo cual permite mapear de mejor manera la potencial presencia de alas extendidas en el perfil.

3.2.1 Ajuste inicial de una gaussiana

Una distribución gaussiana está descrita por la ecuación,

$$f_{\lambda} = A \exp \left[-\frac{(\lambda - \lambda_0)^2}{2\sigma^2} \right], \quad (3.2)$$

donde A es la amplitud, λ_0 es la longitud de onda central y σ es la desviación estándar de la gaussiana. Los parámetros anteriores son los que se deben ajustar a los datos. Se toma en cuenta, además, que el continuo ya fue restado correctamente, por lo que no se incluyeron componentes extra para ajustar la base del perfil.

Los valores iniciales en los parámetros fueron obtenidos a partir de los datos suavizados (correspondiente a 3 píxeles), ya que esto remueve picos que no corresponden al perfil. De estos se obtiene el valor máximo en flujo y el valor en longitud de onda correspondiente a este máximo, los cuales son usados como valores iniciales en amplitud y longitud de onda central respectivamente (referido en el resto del trabajo como centroide). Para el valor inicial de la desviación estándar se usó un valor de 0.6 \AA (correspondiente a 3 veces el ancho instrumental conocido como lsf). Para el límite inferior en la amplitud se tomó un valor de cero (con el fin de ajustar una línea en emisión). El límite inferior y superior para el centroide fueron el valor mínimo en longitud de onda más dos píxeles y el valor máximo en longitud de onda menos dos píxeles, respectivamente para dar más libertad en la búsqueda del mejor ajuste. Se utilizó un límite inferior de 0.2 \AA (correspondiente al ancho instrumental) para la desviación estándar.

En la Figura 3.3 se presentan los parámetros del ajuste de una gaussiana única en cada spaxel, que incluyen la amplitud, el centroide y la desviación estándar de la gaussiana. Se muestran únicamente los spaxeles con una relación señal a ruido (definida como S/N, signal-to-noise) mayor a 3, donde S/N se define como la amplitud dividida por el valor rms. En el mapa de los centroides se aprecia un patrón que sugiere la existencia de una rotación en la galaxia. Respecto al mapa de los valores sigma, la mayoría de los valores se concentran alrededor de 0.6 Å, sin embargo existen spaxeles en el centro del mapa con valores de sigma superiores a 1 Å los cuales son discutidos en detalle más adelante.

3.2.2 Criterio de Información Bayesiana

Si bien es posible ajustar una o dos gaussianas en cada spaxel, la pregunta que surge es si agregar una segunda gaussiana contribuye a mejorar el ajuste. En esta sección se describirá el Criterio de Información Bayesiana (BIC). El valor BIC está definido por la siguiente ecuación,

$$\text{BIC} = N \ln(\chi^2/N) + \ln(N)N_{\text{var}}, \quad (3.3)$$

donde N es el número de puntos de los datos, y N_{var} es el número de parámetros libres en el ajuste. Definimos entonces,

$$\delta_{\text{BIC}} = \text{BIC}_1 - \text{BIC}_2, \quad (3.4)$$

donde BIC_1 proviene del ajuste de la gaussiana única y BIC_2 del ajuste de una doble gaussiana. Este valor δ_{BIC} indicará la bondad del ajuste, es decir si la inclusión de componentes extra mejora significativamente los resultados en términos de los errores observados, al penalizar por el número de variables libres en el ajuste. Típicamente

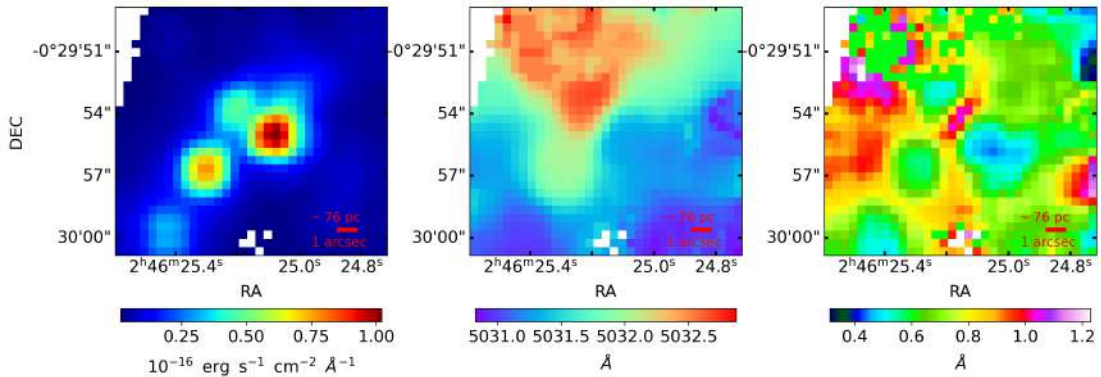


Fig. 3.3: Parámetros del ajuste de una gaussiana. En el panel izquierdo se muestra la amplitud de la gaussiana, en el panel del medio se muestra el valor central en longitud de onda de la gaussiana, y en el panel derecho se muestra el valor de sigma de la componente gaussiana. Se muestran sólo los spaxeles con $S/N > 3$.

un valor $\delta_{\text{BIC}} = 10$ es usado para demostrar la fortaleza básicamente es una medida utilizada para la selección de modelos entre un conjunto de modelos candidatos, la idea subyacente del BIC es encontrar el modelo que mejor se ajuste a los datos con la menor cantidad de parámetros libres Kass and Raftery (1995).

3.2.3 Ajuste de dos componentes gaussianas

En esta sección se hará el ajuste de dos componentes gaussianas, con la hipótesis de que existe una componente estrecha y una componente ancha la cual en la literatura es asociada a un viento Reichardt Chu et al. (2022).

El ajuste para dos distribuciones gaussianas esta dada por,

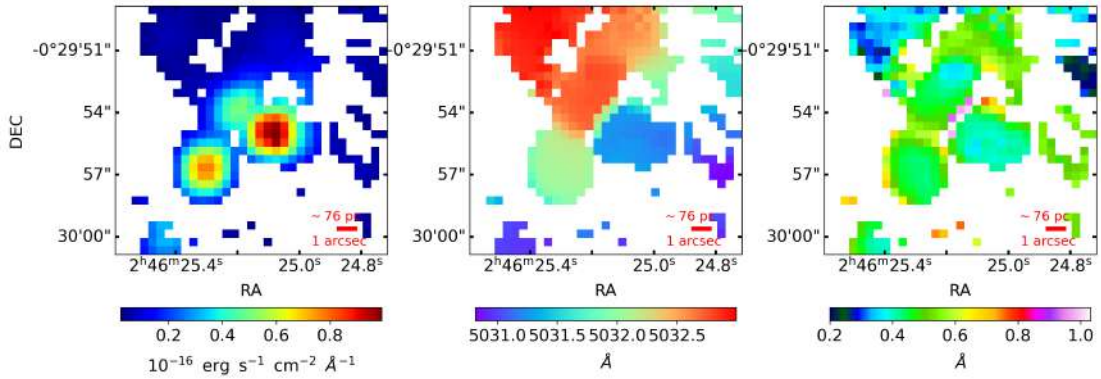
$$f_{\lambda} = A_{\text{ancha}} \exp \left[-\frac{(\lambda - \lambda_{0,\text{ancha}})^2}{2\sigma_{\text{ancha}}^2} \right] + A_{\text{estrecha}} \exp \left[-\frac{(\lambda - \lambda_{0,\text{estrecha}})^2}{2\sigma_{\text{estrecha}}^2} \right], \quad (3.5)$$

Para la componente estrecha se toman como valores iniciales en amplitud, centroide y desviación estándar los valores obtenidos del ajuste de una gaussiana. Para la componente ancha se tienen dos ajustes: el corrido al azul y el corrido al rojo. Para ambos ajustes, el valor inicial de la amplitud es el 25% del valor máximo en flujo y el valor de la desviación estándar es 1.5 veces el valor de la desviación estándar de una gaussiana única. La diferencia entre los ajustes está en el centroide: se toma el valor centroide de una gaussiana y se resta (o suma en el caso del corrido al rojo) 3 veces el valor de la desviación estándar de una gaussiana. Se imponen además las condiciones de que los centroides tengan una diferencia mínima de 0.2 \AA (ancho instrumental).

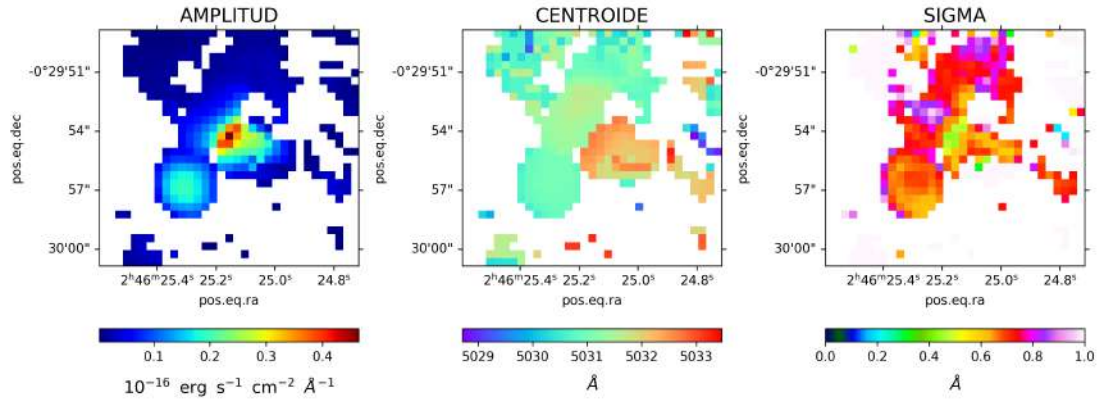
En las Figs. 3.4a y 3.4b se muestran los parámetros de amplitud, centroide y sigma de las componentes estrecha y ancha, respectivamente. En las amplitudes se observa que los valores de la componente ancha son menores, lo cual coincide con las condiciones impuestas en el código. Para la componente estrecha, se identifican regiones definidas, mientras que en el caso de la componente ancha, estas regiones no se definen claramente. Destaca la región central de la imagen, que presenta valores bajos en amplitud, diferentes a los píxeles vecinos, contrario al caso de la componente estrecha. Estos spaxeles corresponden a valores mayores de 1 \AA ($\sim 60 \text{ km s}^{-1}$) en la desviación estándar en el ajuste de una gaussiana (ver Fig. 3.3).

En la Fig. 3.5 se aprecia la distribución de valores de δ_{BIC} para el ajuste de una componente ancha y una componente estrecha. En la región central, cercana al píxel [15,15] (correspondiente a las coordenadas RA: 2h:46m:23.71s, DEC: $-29^{\circ} 54' 0.65''$), se observa también este salto en los valores, que corresponde a los valores bajos en amplitud de la componente ancha y a los valores altos de desviación estándar del ajuste de una gaussiana. Esto motiva a revisar uno a uno el ajuste en el perfil de línea de estos spaxeles encontrando perfiles de doble pico con aproximadamente el mismo valor de sigma cada gaussiana.

3.2. AJUSTE MULTIGAUSIANO CON DATOS DE MEGARA



(a) Parámetros de la componente estrecha del ajuste de una componente ancha y una estrecha. Se muestra de izquierda a derecha la amplitud, el centroide y el valor de la desviación estándar.



(b) Parámetros de la componente ancha del ajuste de una componente ancha y una estrecha. Se muestra de izquierda a derecha la amplitud, el centroide y el valor de la desviación estándar.

Fig. 3.4: Parámetros de las componentes estrecha y ancha en el primer ajuste. Se muestran la componente estrecha en la parte superior y la componente ancha en el panel inferior. Se muestra la barra de escala de color rojo correspondiente a 1 arcsec (76 pc). Se muestran los spaxeles con una $S/N > 3$ además de mostrar valores con un $\delta_{\text{BIC}} > 10$ indicando la presencia de una doble componente.

En la Fig. 3.6 se muestran ejemplos de ajustes multigaussianos. En el panel central se observa que el ajuste de una componente ancha y una estrecha no es favorable, pero si se nota la presencia de una segunda componente gaussiana. El valor δ_{BIC} indica que el ajuste de una única gaussiana es más favorable que el de dos gaussianas. Esto nos sugiere que es necesario cambiar las condiciones del código para incluir los spaxeles donde se muestra, lo que llamaremos, dos picos. A este nuevo ajuste lo llamaremos ajuste de dos componentes estrechas.

3.2.4 Ajuste de dos componentes estrechas

Para determinar los valores iniciales en las componentes estrechas y gaussianas fue necesario determinar en cada spaxel los valores picos. Para ello se utilizó la función `find_peaks` de la librería `SCIPY` de `PYTHON`, en esta se indica que el pico (o picos) se encuentre en valores superiores a 6 veces el valor de rms, esto para evitar picos muy cerca del continuo.

En los spaxeles en los que se determinaron dos picos, se tomaron las siguientes condiciones para los valores iniciales: para la componente estrecha, se tomó el valor del flujo en el pico más alto, el valor en longitud de onda del pico más alto y un valor de 0.5 para la amplitud, centroide y desviación estándar, respectivamente. Mientras que para la componente ancha, se tomó el valor de flujo del pico secundario, el valor en longitud de onda correspondiente a ese pico y un valor de 0.5 para la amplitud, centroide y desviación estándar, respectivamente.

Finalmente, se determinó mediante el χ^2 cual ajuste resultaba mejor, si el de una componente ancha y una componente estrecha o el ajuste de dos componentes estrechas. En la Fig. 3.7 se muestra la distribución espacial final de los valores δ_{BIC} . Definimos entonces el ajuste; fuerte ($\delta_{\text{BIC}} > 70$), moderado ($10 < \delta_{\text{BIC}} < 70$) y débil ($\delta_{\text{BIC}} < 10$). Los valores débiles representan spaxeles donde solo un ajuste gaussiano

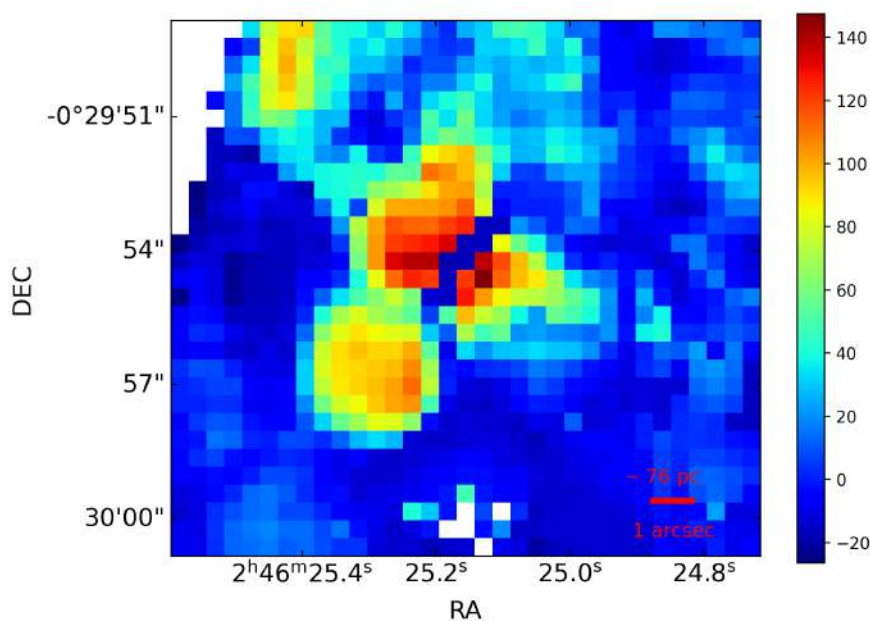


Fig. 3.5: Distribución espacial del valor δ_{BIC} en la región central de NGC 1087 . Los valores mayores a 10 representan píxeles donde el ajuste con dos componentes gaussianas mejora en comparación con el ajuste con una sola gaussiana. En los spaxeles cercanos al centro de la imagen, hay áreas donde se requiere el ajuste con una gaussiana, pero estos parecen ser cambios abruptos cuando se comparan con los spaxeles vecinos, que indican que el ajuste con dos gaussianas mejora notablemente.

3.2. AJUSTE MULTIGAUSSIANO CON DATOS DE MEGARA

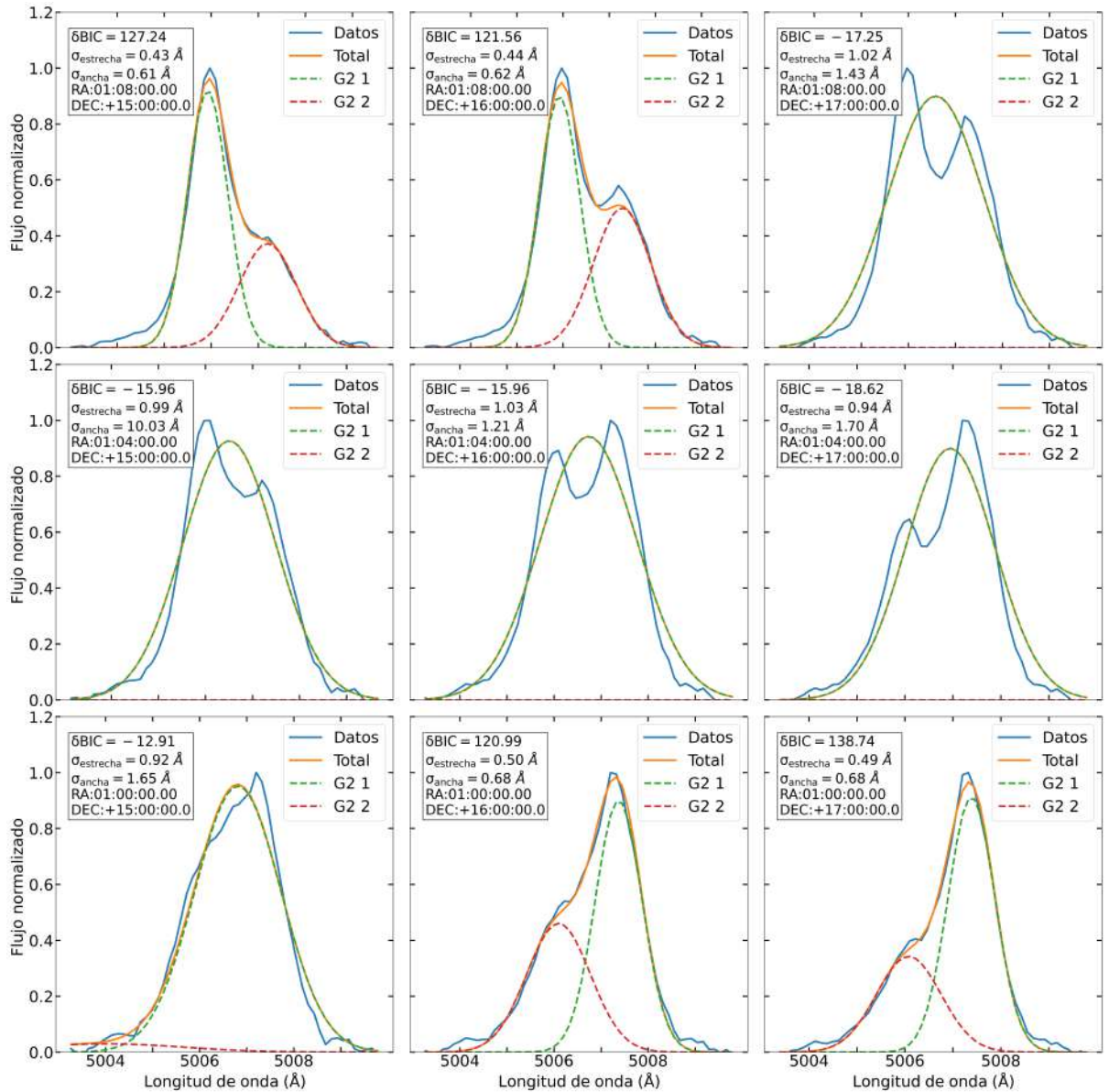


Fig. 3.6: Se muestra el ajuste en los spaxeles cercanos al centro de NGC 1087. En cada uno de los paneles se muestra las coordenadas del spaxel, el valor de δBIC , los valores de las desviaciones estándares de las componentes estrechas y anchas (denotados con símbolos σ). La línea sólida azul representa los datos del espectro. La línea punteada verde representa la componente estrecha. La línea punteada roja representa la componente ancha. Finalmente la línea sólida naranja representa la suma de ambas componentes lo que corresponde al mejor ajuste de los datos.

es requerido.

Este mapa representa los valores finales de δ_{BIC} después de considerar las dos posibilidades de ajustes. En la parte central ahora se muestran valores altos lo cual indica que el ajuste de dos componentes gaussianas es mejor que una sola gaussiana. Además en las Figs. 3.8a, 3.8b se muestran los parámetros finales de los ajustes de las componentes estrechas y anchas respectivamente.

Dado que ahora se incluyen el ajuste de componente ancha y estrecha además del ajuste de dos componentes estrechas es necesario definir de nuevo a cada una de las dos gaussianas. Se definen las componentes dominantes y secundarias en base en su valor de amplitud. En la Fig. 3.8a se muestran los parámetros de la componente dominante y en la Fig. 3.8b se muestran los parámetros de la componente secundarias. En ambas figuras se muestran los pixeles donde se necesitan dos gaussianas y con $S/N > 3$. Finalmente se realizaron ambos ajustes en cada spaxel seleccionando aquel con el mínimo χ^2 , obteniendo a su vez también valores de δ_{BIC} más altos en los spaxeles centrales. Finalmente obtenemos un ajuste de dobles componentes confiable con el que posteriormente se estudiará su relación entre ellas y con la cinemática estelar.

3.3 Obtención de flujos de MUSE

Hasta aquí se muestra el procedimiento de ajuste de múltiples gaussianas, y a continuación se describe la metodología empleada para analizar los datos de MUSE. A partir

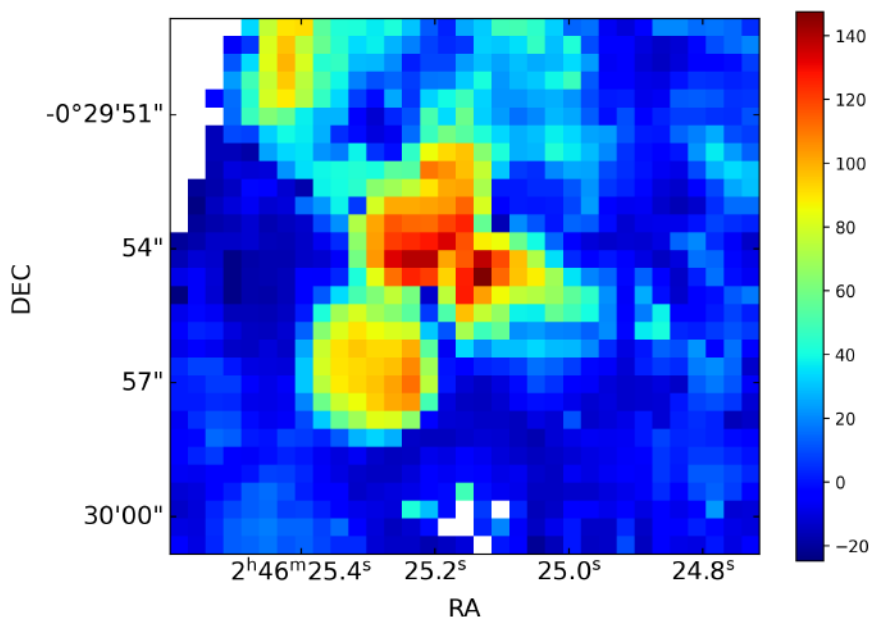
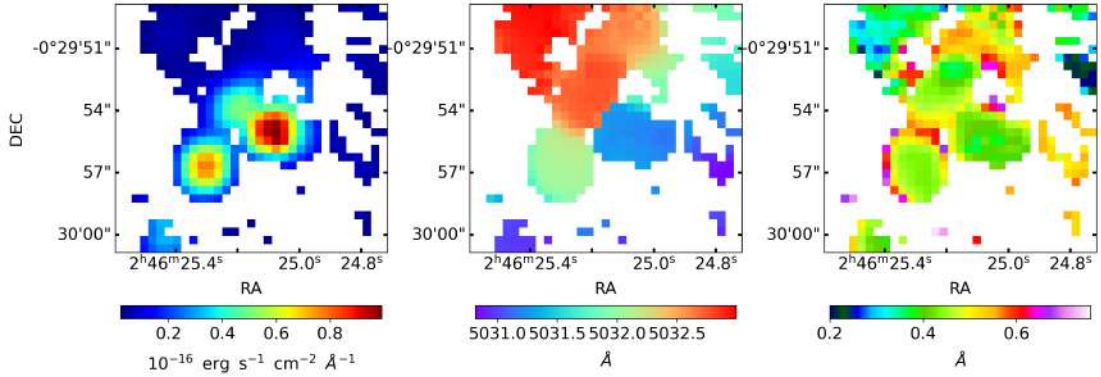
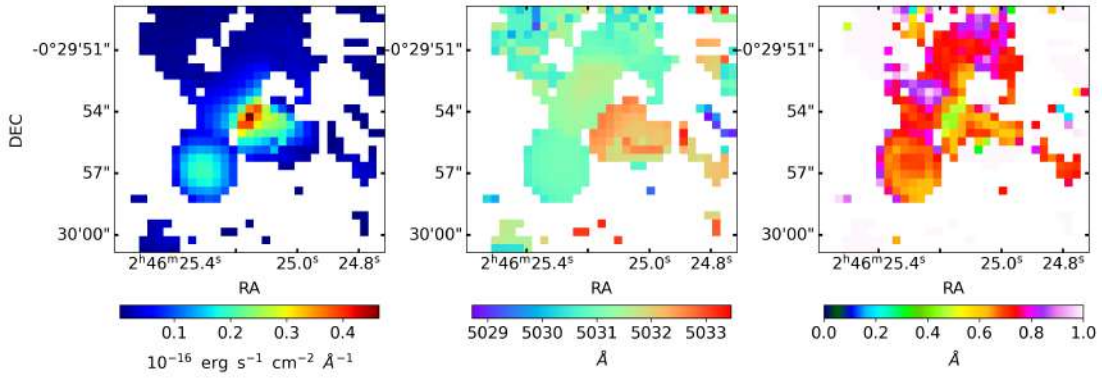


Fig. 3.7: Distribución espacial del valor δ_{BIC} final tomando los dos tipos de ajustes. A diferencia de los valores obtenidos anteriormente (ver Fig. 3.5) se ven valores más homogéneos respecto a sus spaxeles vecinos, indicando por lo tanto la presencia de dos componentes gaussianas.



(a) Ajuste final de dos componentes gaussianas. Se muestran los parámetros de la componente dominante.



(b) Ajuste final de dos componentes gaussianas. Se muestran los parámetros de la componente secundaria.

Fig. 3.8: Ajuste final de dos componentes gaussianas. En el panel superior se muestra a la componente estrecha (o dominante) y en el panel inferior se muestran los parámetros de las componentes anchas (o secundaria). Se muestran los spaxels con una $S/N > 3$ además de mostrar valores con un $\delta_{\text{BIC}} > 10$ indicando la presencia de una doble componente.

del cubo de datos se analizan las siguientes líneas: $H\alpha \lambda 6563 \text{ \AA}$, $H\beta \lambda 4861 \text{ \AA}$, $[\text{O III}] \lambda 5007 \text{ \AA}$, $[\text{N II}] \lambda 6584 \text{ \AA}$, $[\text{S II}] \lambda \lambda 6716, 6731 \text{ \AA}$ y $[\text{O I}] \lambda 6300 \text{ \AA}$.

Primeramente se realiza un ajuste del continuo estelar mediante pPXF, se utilizan las mismas condiciones descritas para el continuo estelar de MEGARA, la diferencia se encuentra en la convolución con la Line Spread Function (LSF) ya que la resolución espectral de MUSE varía con la longitud de onda.

Primeramente se crean las máscaras en las respectivas longitudes de onda, ya que la resolución espectral no logra resolver dobles componentes gaussianas se ajusta una gaussiana únicamente. Para el ajuste se utilizó la rutina LMFIT, de este se obtuvieron los parámetros amplitud, centroide y desviación estándar.

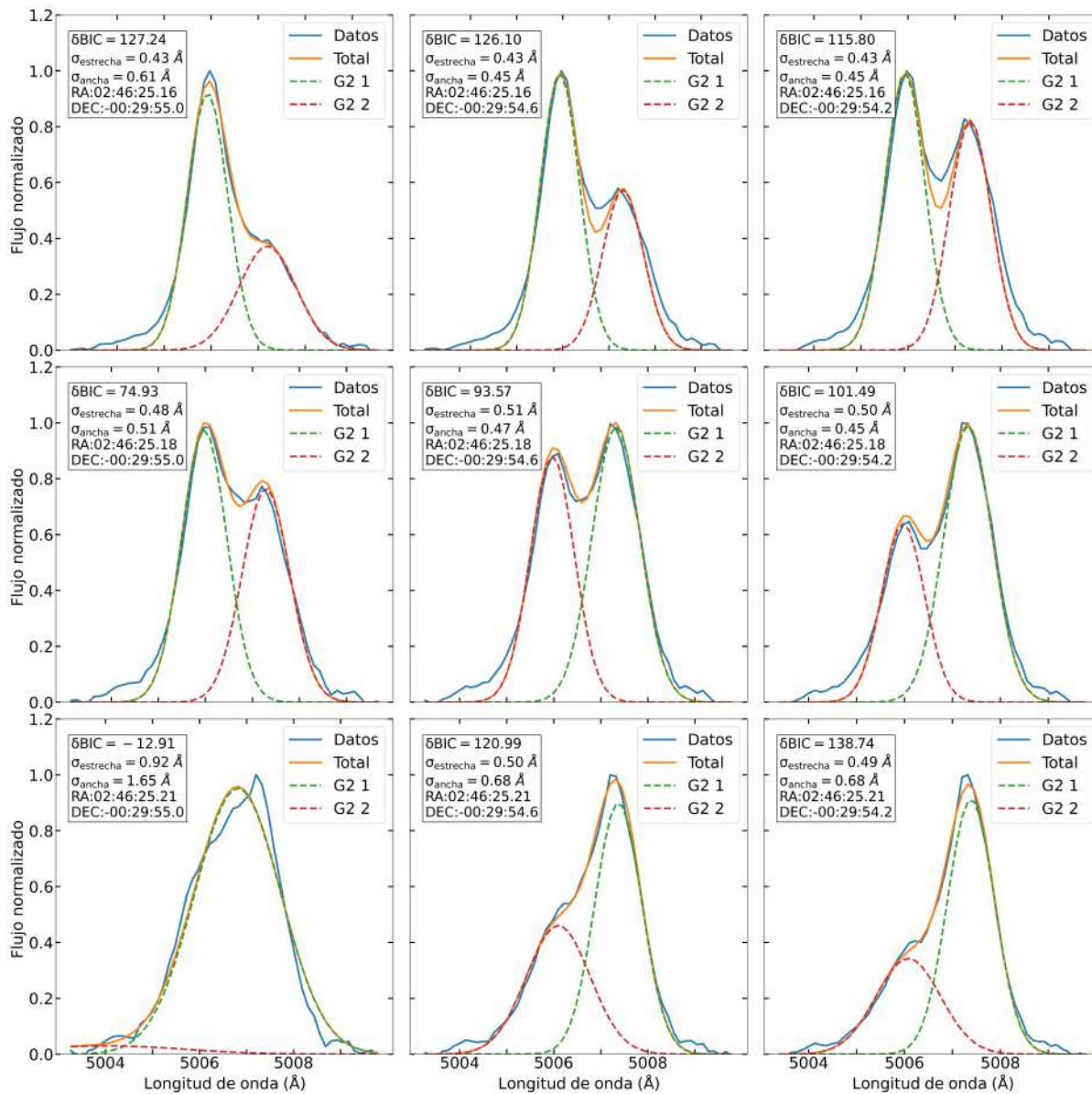


Fig. 3.9: Se muestran los ajustes después de considerar los spaxeles con doubles picos. Los símbolos son los mismos que en la Fig. 3.6, se ve en el panel de en medio como mejora significativamente el ajuste, incrementando el valor δ_{BIC} .

3.3.1 Extinción

Un paso importante en la estimación de la tasa de formación estelar es la corrección por extinción. El gas mezclado con los granos de polvo pueden absorber o dispersar radiación óptica para reemitirla en infrarrojo afectando el flujo de las líneas de emisión.

El coeficiente de extinción dada en la longitud de onda de $H\beta$ puede ser calculada del decremento Balmer de dos líneas intensas de la recombinación de hidrógeno. La corrección es derivada de las razones de flujo observada de las líneas intensas de la recombinación de hidrógeno y los valores teóricos esperados. Además de la curva de extinción adoptada, la cual define el comportamiento de la extinción en función de la longitud de onda. La relación de flujos de $H\alpha$ y $H\beta$ está dada por la siguiente ecuación,

$$\frac{F(H\alpha)}{F(H\beta)} = \frac{F_0(H\alpha)}{F_0(H\beta)} \cdot 10^{-0.4A_V[k(\alpha)-k(\beta)]/R_V} \quad (3.6)$$

donde $k(\lambda)$ es la ley de extinción adoptada, $R_V = A_V/(E(B - V))$ es la razón entre la extinción total y la selectiva. Los flujos con subíndices cero son los flujos intrínsecos, es decir, sin extinción. Se adoptó $F_0(H\alpha)/F_0(H\beta) = 2.86$ correspondiente a una temperatura $T = 10^4$ K y una densidad de electrones $n_e = 10^2 \text{ cm}^{-3}$ para la recombinación de Caso B (Osterbrock 1989). La relación entre flujo está dada por:

$$\log \frac{F(H\alpha)}{F(H\beta)} = \log(2.86) - 0.4[k(H\alpha) - k(H\beta)]A_V/R_V \quad (3.7)$$

Tomando los valores de la curva de extinción de Calzetti et al. (2000). El exceso de color está dado por:

$$E(B - V) = 1.97 \log_{10} \left[\frac{F(H\alpha)/F(H\beta)}{2.86} \right] \quad (3.8)$$

Los flujos sin extinción están dados por:

$$F_0 = F_{\text{obs}} 10^{0.4A_V k(\lambda)/R_V} \quad (3.9)$$

En la Fig. 3.10 se muestra el decremento Balmer y la extinción en magnitudes.

3.3.2 Densidad electrónica

Para la densidad electrónica se obtuvo a partir de los mapas de flujo de MUSE de las líneas de azufre [S II] $\lambda\lambda 6717, 31 \text{ \AA}$. La densidad electrónica fue derivada utilizando la siguiente proporción de líneas de emisión:

$$R_{S2} = \frac{I(6717)}{I(6731)} \quad (3.10)$$

La expresión usada para derivar la densidad electrónica es:

$$n_e([\text{SII}]) = 10^3 \cdot \frac{R_{S2} \cdot a_0(t) + a_1(t)}{R_{S2} \cdot b_0(t) + b_1(t)} \quad (3.11)$$

siendo n_e en unidades de cm^{-3} y t en unidades de 10^4 K. Utilizando los ajustes apropiados con las fuerzas de colisión de (Tayal and Zatsarinny 2010), se obtienen estos ajustes polinómicos para los coeficientes.

$$a_0(t) = 16.054 - \frac{7.79}{t} - 11.32 \cdot t \quad (3.12)$$

$$a_1(t) = -22.66 + \frac{11.08}{t} + 16.02 \cdot t \quad (3.13)$$

$$b_0(t) = -21.61 + \frac{11.89}{t} + 14.59 \cdot t \quad (3.14)$$

$$b_1(t) = 9.17 - \frac{5.09}{t} - 6.18 \cdot t \quad (3.15)$$

Se utilizó la librería de Python PYNEB¹ (Luridiana et al. 2015) para el cálculo de esta densidad. Se asumió una temperatura $T = 10\,000$ K típica para un región HII. Se usaron los datos atómicos y fuerzas de colisión de (Rynkun et al. 2019) y (Tayal and Zatsarinny 2010) los cuales son los valores de default en PYNEB. En la Fig. 3.11 se muestra el mapa de densidad electrónica calculado con la razón de las líneas $[\text{S II}] \lambda\lambda 6717, 31 \text{ \AA}$.

3.4 Cinemática estelar

Se obtuvo la cinemática estelar a través del uso de pPXF, en el cual se realiza un ajuste del continuo considerando una combinación lineal de poblaciones estelares simples como se mencionó anteriormente. La caracterización de esta cinemática nos permite comparar las diferentes componentes de velocidades del gas y su relación con la cinemática seguida por las estrellas. La cinemática estelar fue obtenida a partir del doblete de MgI $\lambda\lambda 5172.684 \text{ \AA}, 5183.604 \text{ \AA}$ (en la Fig. 3.12 se muestra esta línea junto con el continuo ajustado). En la Fig. 3.13 se muestra la cinemática obtenida. Este mapa se presenta con la velocidad sistemática restada $v_{\text{sys}} = 1474 \text{ km s}^{-1}$ tomada de Mould et al. (2000). Este patrón es una motivación para posteriormente ajustar un modelo teórico de rotación de disco, con el fin de caracterizar aún mejor la cinemática de las estrellas del disco, además de obtener parámetros importantes como la velocidad sistemática dada, esta nueva velocidad podría ser una mejor estimación del valor dada la alta resolución espectral de MEGARA.

3.4.1 Modelo de rotación estelar

Una vez obtenida la cinemática estelar a partir de las líneas de absorción de los datos de MEGARA-GTC, se propondrá un modelo de disco para modelar dicha cinemática.

¹ PyNeb es un código innovador en PYTHON para analizar líneas de emisión en nebulosas gaseosas, permitiendo el cálculo de condiciones físicas y abundancias químicas.

El campo de velocidad indica que la cinemática de la galaxia presenta una rotación circular. Ajustamos al campo de velocidades observado (V_{obs}), una rotación alrededor del centro de la galaxia. Se tomaron las siguientes suposiciones: que se trata de un único plano inclinado y que la rotación domina sobre los movimientos no circulares. El modelo se describe con cinco parámetros: la posición del centro (dos parámetros), la velocidad sistemática (V_{sys}), la inclinación de la normal al plano de la galaxia con la línea de vista, y el ángulo de posición ϕ_0 de la línea de los nodos (eje mayor). Bajo estas suposiciones, V_{obs}^i en cada píxel i está dada por:

$$V_{\text{obs}}^i = V_{\text{sys}} + V_{\text{rot}}^i \sin i \cos \theta, \quad (3.16)$$

donde V_{rot}^i es la rotación circular en el plano de la galaxia en el píxel i , θ es el ángulo azimutal en el plano de la galaxia, centrado en la galaxia, ya que la rotación ocurre alrededor de ese centro, y está igualmente relacionado con el ángulo de posición (P.A) centrado en la galaxia, dado por:

$$\tan \theta = \frac{\tan(\phi - \phi_0)}{\cos i}. \quad (3.17)$$

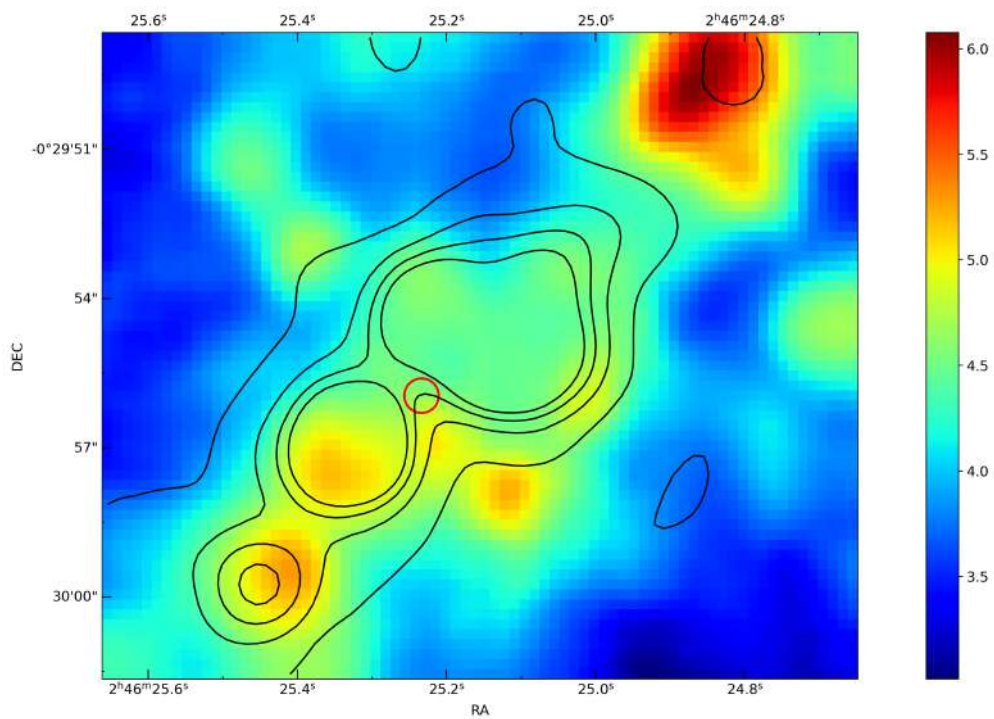
Para la obtención de estos parámetros se realiza un método de mínimos cuadrados con la rutina LMFIT(Newville et al. 2019) . Los parámetros de inclinación y el centro cinemático son fijados en el modelo sin permitir que varien. La inclinación es obtenida de Lang et al. (2020b) y el centro a partir de las coordenadas del punto más brillante obtenido a través del filtro 200W de JWST las cuales corresponden a los píxeles [15,13] de MEGARA (ver Fig. 2.1). Los parámetros a obtener son el ángulo de posición, velocidad sistemática, así como el campo de la velocidad de rotación.

Finalmente en la Fig. 3.14 se muestran los resultados obtenidos después de obtener el modelo de rotación circular. En todas las imágenes se muestra en línea sólida negra el semieje mayor y en línea sólida gris se muestra el semi eje menor. Los residuos en la imagen muestran que son consistentes con los errores. Se muestra en el panel inferior derecho la curva de rotación obtenida, se muestra la variación de la velocidad en la distancia radial al centro de la galaxia. Se nota un máximo a 700 pc de 100 km s^{-1} , después la velocidad decae a 70 km s^{-1} en los subsecuentes 100 pc.

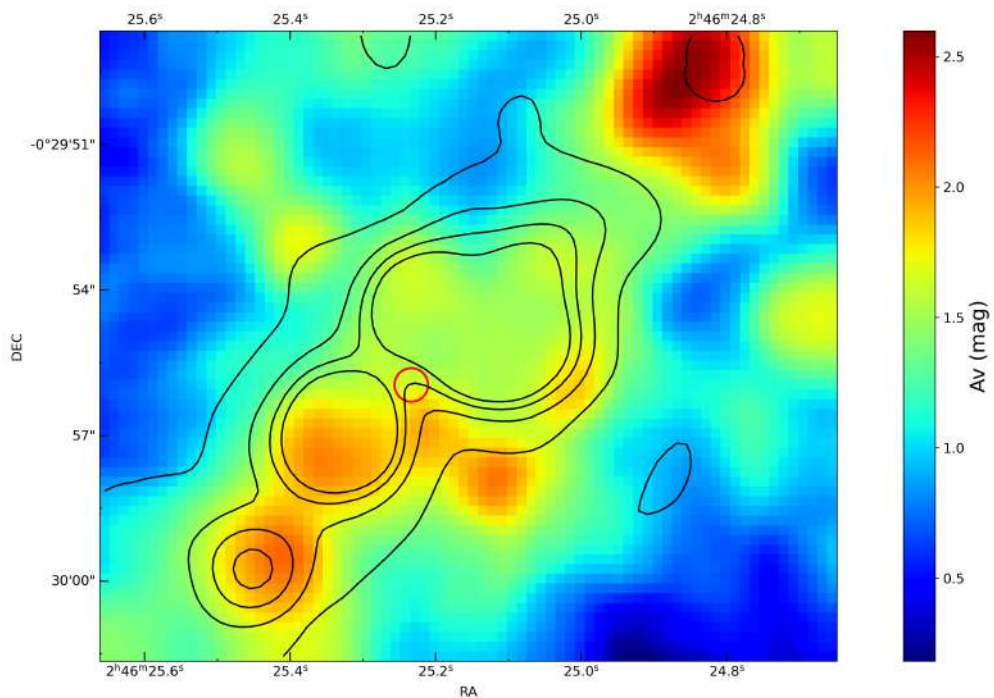
En la tabla 3.1 se muestran los parámetros obtenidos del modelo teórico además de las condiciones que se utilizaron. La determinación del ángulo de posición cinemático difiere del ángulo de posición fotométrico dado en la Tabla 1.2. En la Fig. 3.15 se presenta la elipse con el ángulo de posición cinemático, este parece ajustarse mejor a la forma de la galaxia.

x	y	RA (h m s)	DEC (° ' ")	i (°)	ϕ_0 (°)	Vsys (km/s)
14.4	12.2	2:46:25.23	-0:29:55.94	43	13	1482.73

Table 3.1: Resultados obtenidos para la determinación del campo de velocidades de rotación.



(a) Decremento Balmer.



(b) Extinción en magnitudes.

Fig. 3.10: Los mapas de decremento Balmer y extinción en la región central de NGC1087. Los contornos negros corresponden a $H\alpha$ y el círculo rojo corresponde al centro obtenido con F200W de JWST.

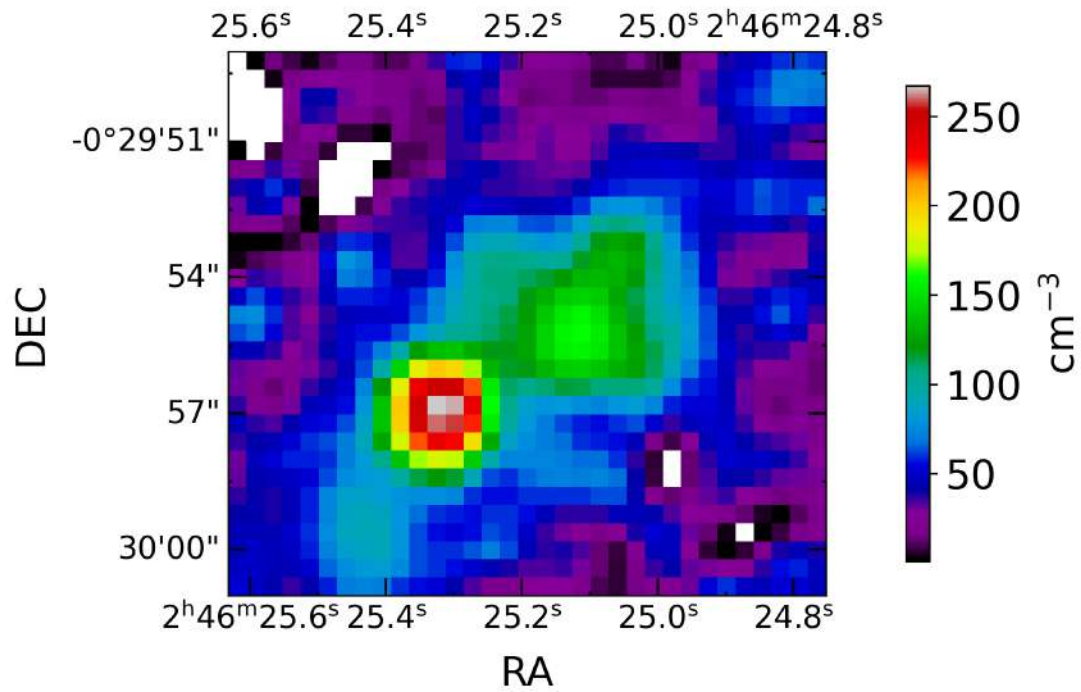


Fig. 3.11: Densidad electrónica derivada usando la razón [S II] $\lambda 6717/\lambda 6731$. Esta razón de líneas de emisión de azufre proporciona información sobre la densidad de electrones en el medio interestelar dado que estas líneas son emitidas de dos niveles con casi la misma energía pero con diferentes probabilidad de transición radiativa.

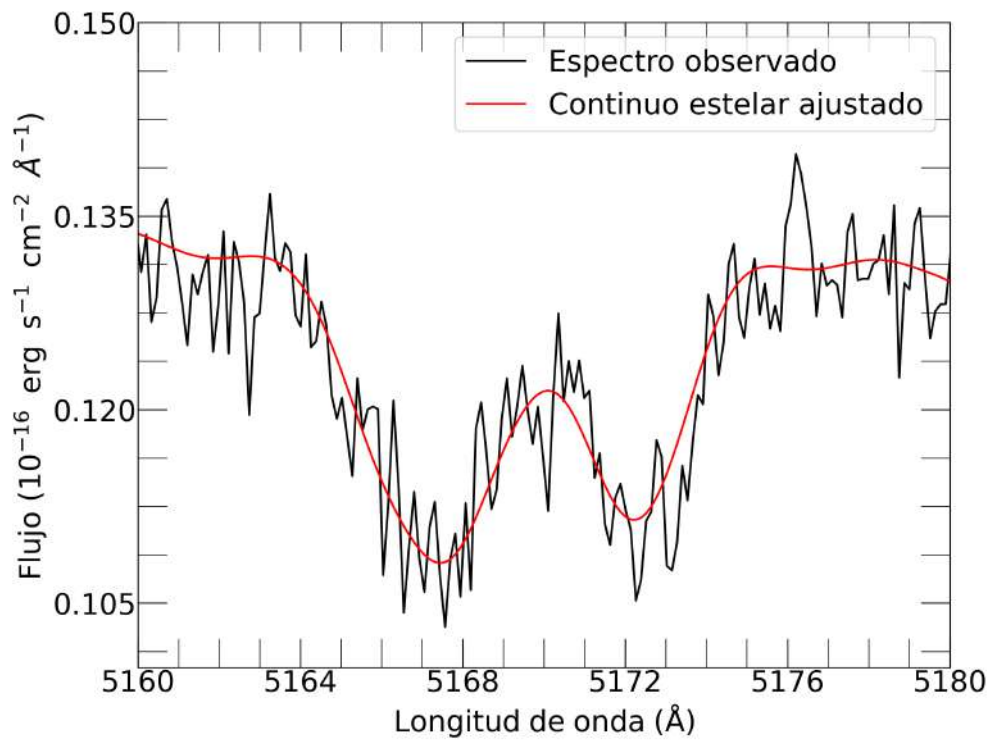


Fig. 3.12: Se muestra el doblete de Mgb + Mg2, además del continuo estelar ajustado, correspondiente a las coordenadas RA: 2h 46m 25.21s, DEC: $-0^{\circ}29'55.85''$.

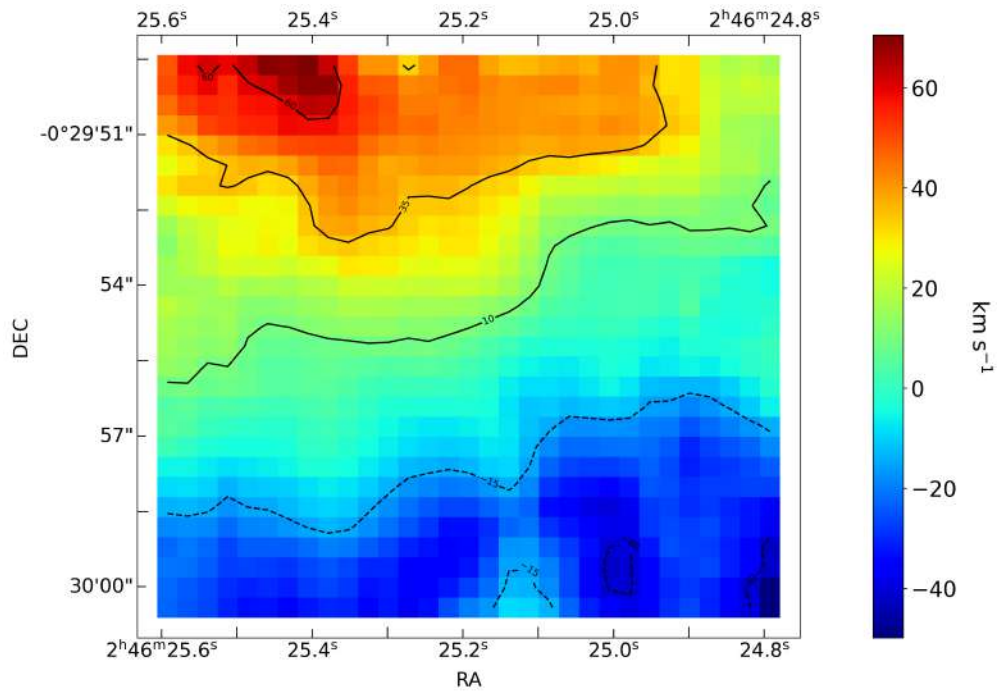


Fig. 3.13: Mapa de la cinemática obtenida con pPFX en la región central de NGC 1087. El patrón de colores hacia el norte y el sur indica la presencia de una rotación por lo que se motiva a proponer un modelo de rotación circular. Se muestran contornos de velocidad en línea sólida de color negro desde -10 km s^{-1} a 60 km s^{-1} con separación de 5 km s^{-1} .

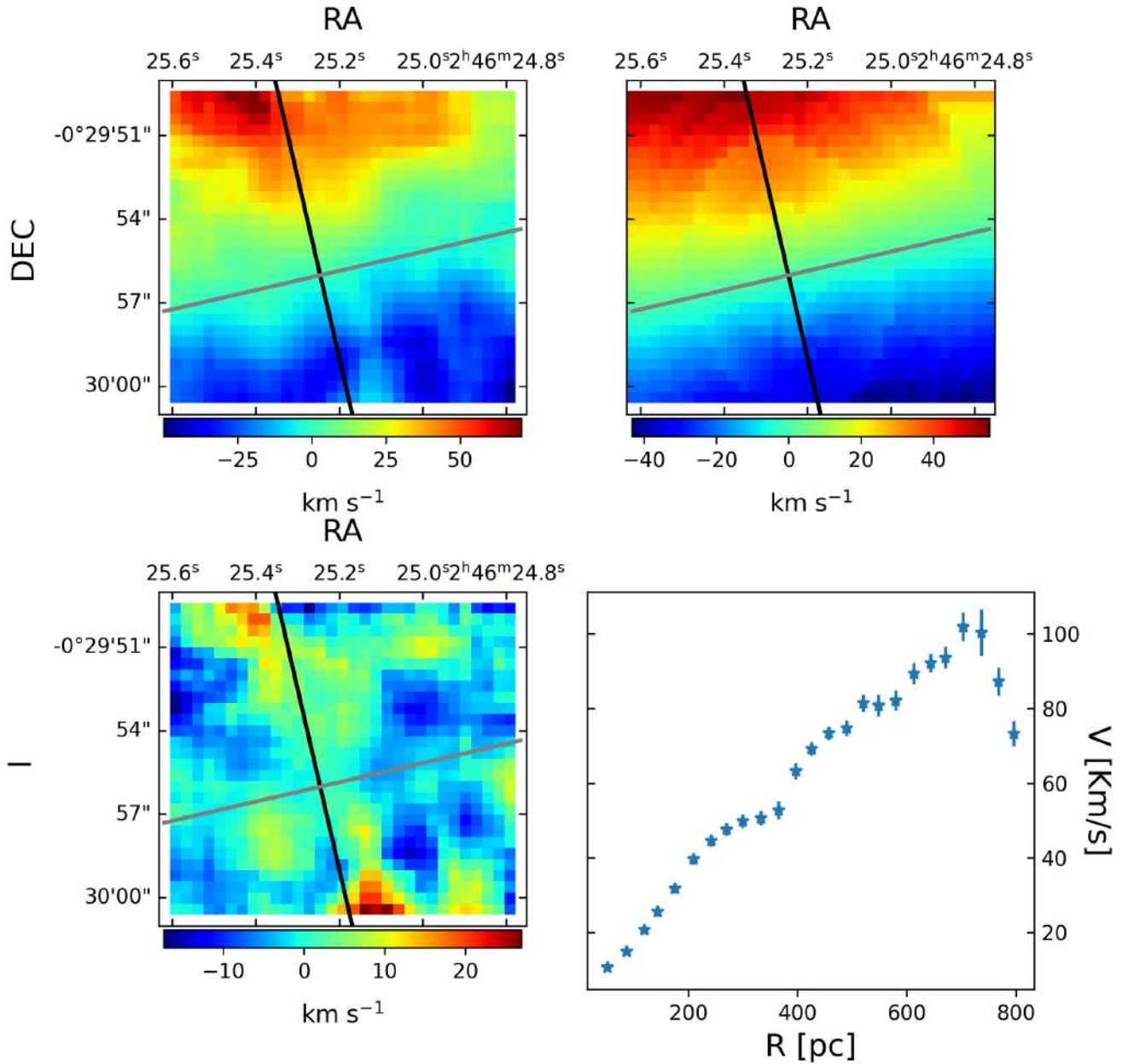


Fig. 3.14: Modelo cinético estelar. En el panel superior izquierdo se muestran la cinemática estelar obtenidos a partir del cubo de datos del instrumento MEGARA-GTC. En el panel superior derecho se muestra el resultado final del modelo de disco propuesto. En el panel inferior izquierdo se muestran los residuos. La línea sólida negra representa el semi eje mayor y la línea sólida gris representa el semi eje menor. En el panel inferior derecho se muestra la curva de rotación de la cinemática estelar para la región central de NGC 1087, correspondiente a ~ 1 kpc.

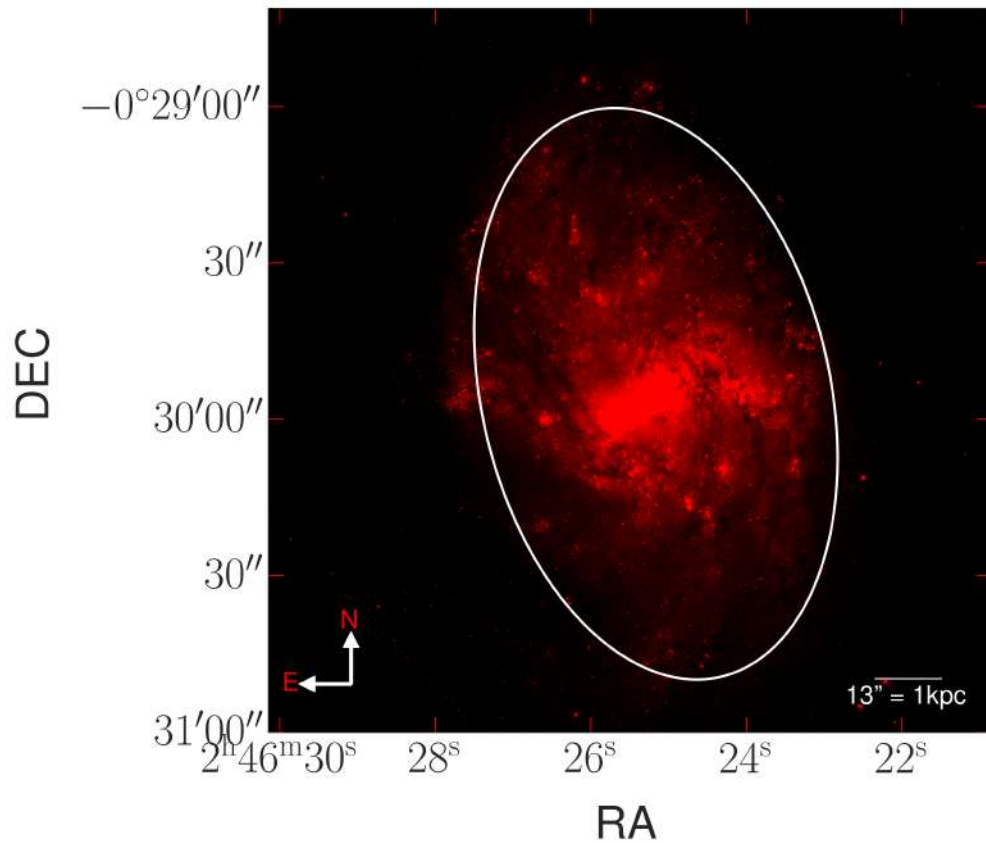


Fig. 3.15: En esta imagen se muestra el filtro F200W el cual se encuentra en el infrarrojo. Con un círculo blanco se muestran la elipse descrita en la Fig. 1.10 en color negro, pero se encuentra ajustada a un ángulo de posición de 13° .

Capítulo 4

Discusión y Resultados

4.1 Naturaleza de región central de NGC1087

En esta sección se discutirá la determinación de las coordenadas del centro, estas coordenadas nos ayudarán para determinar propiedades morfológicas así como la obtención de una velocidad sistemática, que es la velocidad promedio con la que la galaxia se mueve en relación al observador. Esto es crucial para comprender la dinámica galáctica y para corregir desplazamientos Doppler en los espectros observados. La ubicación del centro de la galaxia es fundamental para estudiar su estructura y forma. Esto incluye analizar los brazos espirales, el bulbo central y cualquier característica asimétrica que pueda tener.

Para la determinación de este centro se usó el filtro $2\mu\text{m}$ del instrumento NIRCcam de JWST. El primer paso consistió en revisar la astrometría de este filtro. Usando software computacional SAO Image DS9 (Joye and Mandel 2003) se buscaron las estrellas del catalogo del censo de todo el cielo en $2\mu\text{m}$ (2MASS). En esta corrección, se ajustaron los círculos meticulosamente hasta lograr una alineación perfecta con el centro de las estrellas. Los datos fueron recortados al tamaño del campo de MEGARA. Una vez obtenida la imagen final se determinaron los píxeles más brillantes y se ajustó un círculo a estos (véase Fig. 4.1a). Las coordenadas del centro son: RA: 2h 46m 25.23s, DEC: $0^\circ -29' -55.94''$. Este filtro permite obtener imágenes infrarrojas de alta resolución ($\sim 76 \text{ pc arcsec}^{-1}$), facilitando la identificación de las regiones más brillantes de la galaxia y, por ende, su centro.

En la Fig. 4.1, la imagen del filtro F438W, que es sensible a la emisión en ultravioleta, podría ser un trazador de las poblaciones estelares jóvenes, las cuales podrían ser las causantes de los vientos estelares. Un aspecto importante a comparar entre estas dos imágenes es la ubicación del centro. En la imagen de 4.1a aparece muy brillante mientras que en 4.1b se nota fuertemente oscurecido. Lo anterior sugiere que en esta zona se encuentra la presencia de una gran cantidad de polvo. En esta imagen se colocan contornos verdes donde el ajuste de dos componentes gaussianas es fuerte, mientras que en los contornos morados el ajuste es más débil y se debe de discutir en detalle si

una doble componente es necesaria.

4.2 Morfología del gas

El estudio spaxel a spaxel permite analizar las variaciones detalladas en los espectros para entender regiones espacialmente resueltas como las regiones HII. Con esto, se pueden estudiar variaciones físicas y químicas a lo largo de la galaxia (e.g., densidad electrónica, tasa de formación estelar, etc.). Sin embargo, resulta útil también el estudio de aperturas, definiendo regiones más grandes. Al promediar sobre áreas mayores, se puede mejorar la relación señal a ruido, permitiendo detectar características espectrales débiles. Para la obtención del mapa de emisión de [O III], se integró sobre el ajuste de una gaussiana en el intervalo de longitud de onda 5025.0-5038.0 Å para asegurarse que se incluye toda la línea de emisión. Mientras que para obtener el mapa de continuo, se integró el continuo estelar ajustado en el intervalo de longitud de onda 5024-5042 Å. Este intervalo incluye el intervalo de la línea en emisión además de dos intervalos de longitud de onda 5024-5028 Å y 5038.0-5042.0 Å.

Se definieron entonces regiones a lo largo del campo de visión del instrumento MEGARA. Estas regiones se eligieron con DS9 en los mapas de emisión y de continuo de la línea [O III] λ 5007 Å. El criterio de selección fue encontrar regiones semejantes a un círculo. En la Fig. 4.2 se muestran las cinco regiones seleccionadas, etiquetadas con A, B, C, D y E. Las regiones B y D son las más intensas en flujo tanto del continuo como el de emisión.

En la Fig. 4.2 se muestran las aperturas que servirán para hacer estudios locales integrados en cada una de ellas, junto con los spaxeles de máximo continuo (X color amarillo) y emisión (X color blanco). En el panel superior se muestra el mapa de continuo, y en el panel inferior se muestra el mapa de emisión. El máximo en el mapa de continuo se encuentra en las coordenadas (x,y)=(15,17), lo que corresponde a RA: 2h 46m 25.22s, DEC: -0° 29' 54.95". El máximo en emisión se encuentra en (x,y)=(15,19), lo que corresponde a RA: 2h 46m 25.12s, DEC: -0° 29' 55.15". Se muestra el tamaño del seeing en color rojo, el cual es de 1.1 arcsec.

En la Fig.4.3 se muestran las aperturas anteriormente mencionadas en los mapas obtenidos con MUSE. En el panel superior se muestra el mapa de continuo, en el panel inferior se muestra el mapa de emisión. El máximo en el mapa de continuo se encuentra en las coordenadas (x,y)=(39, 33) lo que corresponde a RA: 2h 46m 25.1s, DEC: -0° 29' 55" . El máximo en emisión se encuentra en (x,y)=(40, 32) lo que corresponde a RA: 2h 46m 25.12s,DEC: -0° 29' 55.15". De estos mapas notamos las diferencias en la resolución angular, en los mapas de MUSE se logran resolver e identificar mejor las regiones. La diferencia entre los valores máximos de flujo en emisión y continuo puede sugerir la presencia de absorción o extinción en ciertas partes de la imagen. Esto podría indicar la presencia de polvo interestelar o gas denso que afecta la propagación de la luz en esas regiones. Las regiones definidas servirán en la interpretación de resultados futuros, comparando estas regiones con los resultados obtenidos spaxel a spaxel. Para

complementar el análisis, se estudiaron las aperturas previamente definidas en la imagen de $H\alpha$ obtenida con HST, destacada por su alta resolución espacial. En la Fig. 4.4, se muestran las aperturas en color amarillo sobre la imagen de HST. En estas aperturas, se observa una mejor definición del gas, destacando en la apertura C un gas muy difuso.

4.3 Análisis de las dos componentes gaussianas

Los parámetros finales obtenidos en cada ajuste gaussiano también nos proporcionan información sobre las distribuciones espaciales de los mismos. En esta sección, se comparan la componente ancha y la estrecha, ya que como se analizará, no siempre se trata de una componente estrecha. Se definen entonces la componente dominante (comúnmente estrecha) y la componente secundaria (comúnmente ancha) como $G2_1$ y $G2_2$ respectivamente. En la Fig. 4.5a se muestra la diferencia de velocidades de la componente dominante y secundaria y en la Fig.4.5b la velocidad promedio entre ellas. Del mapa 4.5a se observa que la mayoría de los píxeles se encuentran separados alrededor de 75 km s^{-1} . Se muestra que en zonas más alejadas del centro de la galaxia (el punto donde se cruzan las líneas rayadas) la diferencia entre las componentes aumenta más del doble con respecto al centro alcanzando valores de 100 km s^{-1} . Los ajustes cercanos a los bordes de la imagen tienen ajustes menos confiables debido a su baja señal a ruido. De la Fig. 4.5b vemos que el promedio de las velocidades presenta una simetría con respecto al centro donde la región D muestra valores homogéneos de -20 km s^{-1} . El comportamiento de ambos mapas se comparará en las siguientes secciones con la cinemática estelar.

4.4 Caracterización de la cinemática del gas

Una vez determinado los píxeles donde se encuentran dos componentes gaussianas se asume que es producida por vientos y se procede a estimar su velocidad máxima. Esta velocidad se relacionará con propiedades de la región para determinar los procesos físicos que generan la retroalimentación (e.g Chen et al. 2010).

4.4.1 Velocidad máxima del outflow

Se define la velocidad máxima del outflow, v_{out} ,

$$v_{\text{out}} = |v_{\text{estrecha}} - v_{\text{ancha}}| + 2\sigma_{\text{ancha}}, \quad (4.1)$$

donde v_{estrecha} y v_{ancha} son las velocidades en el centro de las gaussianas anchas y estrechas, y σ_{ancha} es la desviación estándar de la componente gaussiana ancha para $[\text{O III}]\lambda 5007 \text{ \AA}$ la cual ha sido corregida por la dispersión de velocidad instrumental la cual es 0.2 \AA ($\sim 10.6 \text{ km s}^{-1}$). En la Fig. 4.6 se muestra la velocidad máxima del viento determinada en cada uno de los spaxeles donde se determinaron dos componentes gaussianas, en este tienen velocidades de entre 100 y 200 km s^{-1} (68.11% del

total de píxeles), la mediana de la velocidad máxima del viento en todos los spaxeles es de $\sim 170 \text{ km s}^{-1}$.

En la Fig. 4.7 se presentan las velocidad de cada componente gaussiana, calculadas a partir la longitud de onda central de cada ajuste. De esta se observa que las velocidades de la componente secundaria (o ancha) son mayores ,aproximadamente el doble, que las componente dominante (o estrecha). Notamos que las componentes son aproximadamente iguales en los valores positivos y negativos exceptuando la región B, donde en la componente dominante aparece como negativa, mientras que en la componente secundaria aparece como positiva.

La componente estrecha tiene asociadas velocidades más bajas que la componente ancha. Esta diferencia de velocidades más altas puede sugerir que la componente ancha indica una componente de gas que sale del disco.

4.4.2 Tasa de Formación Estelar

La tasa de formación estelar (SFR) fue derivada de los mapas de flujos de $\text{H}\alpha$ obtenidos con la cámara IO:O del Telescopio Liverpool. Los flujos fueron corregidos por la extinción con el factor $A_{\text{H}\alpha}$ obtenidos de la Fig. 3.10 con los datos espectroscópicos de MUSE. Para construir relaciones píxel a píxel se realizó un proceso de ajuste del campo de visión y tamaño de píxel del instrumento IO:O. Para convertir las luminosidad de $\text{H}\alpha$ a SFRs en cada spaxel se utilizó la calibración de (Kennicutt Jr 1998) (Eq. 4.2), ajustada a una función inicial de masa de (Chabrier 2003). En la Fig. 4.8a se muestra el mapa de la formación estelar

$$\text{SFR} [M_{\odot} \text{ yr}^{-1}] = \frac{L_{\text{H}\alpha}}{2.1 \times 10^{41} \text{ erg s}^{-1}} \quad (4.2)$$

Se ha sugerido que existe un umbral de densidad de superficie de formación estelar (ΣSFR) de $0.1 M_{\odot} \text{ yr}^{-1} \text{ kpc}^{-2}$ para generar un viento en brotes estelares locales (Heckman 2002). Dado que la estimación de ΣSFR requiere el área por píxel, es importante caracterizar adecuadamente la extensión sobre la cual está ocurriendo la formación estelar. Para calcular la densidad de tasa de formación estelar es necesario dividir entre el área proyectada de cada spaxel (tomando en cuenta la inclinación de la galaxia). Cada píxel representa un área de $\sim 670 \text{ pc}$. Finalmente se obtiene el mapa Σ_{SFR} (ver Fig. 4.8b) en unidades de $M_{\odot} \text{ yr}^{-1} \text{ kpc}^{-2}$.

La tasa de formación estelar total en el campo de visión de la Fig. 4.8 es de $0.6 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$ (la total en la galaxia es de $1.2 M_{\odot} \text{ yr}^{-1}$), representando la mitad de la emisión de toda la galaxia. Esto nos indica una presencia alta de formación de estrellas. En la Fig. 4.8a se muestra una región brillante la cual presenta una tasa de formación estelar más intensa que en el resto de las regiones (aproximadamente un orden de magnitud).

4.4.3 SFR vs. v_{out}

La relación entre la velocidad máxima del viento y las propiedades de las regiones se han usado para discernir los modelos físicos que generan los mecanismos de eyecta (Chen et al. 2010; Murray et al. 2011; Newman et al. 2012). Se realizaron dos tipos de ajustes esperados según los modelos físicos. En la Fig.?? se muestran los ajustes. El primero corresponde a vientos impulsados por momento ($v_{\text{out}} \propto \Sigma_{\text{SFR}}^2$), representado por la línea rayada roja. En este tipo de ajuste, los vientos son impulsados por la radiación de estrellas jóvenes (Murray et al. 2011).

Por otro lado, los vientos impulsados por energía siguen una relación diferente, como $v_{\text{out}} \propto \Sigma_{\text{SFR}}^{0.1}$, representada por la línea rayada azul. Este mecanismo está dominado por la retroalimentación de supernovas (Chen et al. 2010).

Se realizó un tercer ajuste (línea continua negra), en este no se dio una pendiente previamente conocida, directamente se calculó la pendiente a los puntos. De los ajustes se nota que no existe una dependencia considerable de la velocidad máxima del viento con la densidad superficial de tasa de formación estelar indicando que estos vientos son provocados por supernovas.

4.4.4 Factor de carga masa

El factor de carga masa (η) se define como la razón entre la tasa de masa eyectada y la tasa de formación estelar. Este parámetro es importante que caracteriza la retroalimentación en las simulaciones cosmológicas. Este valor es una medida de que tan eficiente la eyecta de gas, materia y energía se encuentra acoplada a la energía producida por la formación estelar. Esta dado por la siguiente ecuación

$$\eta = \dot{M}_{\text{out}}/\text{SFR}, \quad (4.3)$$

donde \dot{M}_{out} es la tasa de la masa del viento y SFR es la tasa de formación estelar. Valores de $\eta \sim 1$ indican que la masa de gas eyectada es comparable a la masa de gas convertida en estrellas. La masa de gas del viento está dada por (Concas et al. 2022),

$$M_{\text{out}}^{[\text{OIII}]} = 5.33 \times 10^4 \left(\frac{L_{\text{B}}^{[\text{OIII}]}}{10^{40} \text{erg s}^{-1}} \right) \left(\frac{100 \text{cm}^{-3}}{n_e} \right) \frac{1}{10^{[\text{O}/\text{H}]}} M_{\odot} \quad (4.4)$$

donde $10^{[\text{O}/\text{H}]}$ es la abundancia de oxígeno en unidades solares, $L_{\text{B}}^{[\text{OIII}]}$ es la luminosidad de la componente ancha y n_e es la densidad electrónica derivada en la Sección 3.3.2.

La tasa de masa eyectada está dada por, considerando una geometría esférica o multicono,

$$\dot{M}_{\text{out}} = \frac{M_{\text{out}} v_{\text{out}}}{R_{\text{out}}} = 1.02 \times 10^{-9} \left(\frac{v_{\text{out}}}{\text{km s}^{-1}} \right) \left(\frac{M_{\text{out}}}{M_{\odot}} \right) \left(\frac{\text{kpc}}{R_{\text{out}}} \right) M_{\odot} \text{ yr}^{-1} \quad (4.5)$$

Una fuente significativa de incertidumbre en la tasa de pérdida de masa (\dot{M}_{out}) es la extensión radial del flujo de salida (R_{out}). Este valor puede variar de punto a punto

en una galaxia y con el tiempo en una línea de visión específica. La elección de un R_{out} único para cada spaxel depende de suposiciones sobre la región que contribuye al flujo de salida observado. Para IRAS08, se ha asumido un R_{out} de 500 pc basándose en estudios previos de estallidos estelares cercanos y observaciones específicas. Finalmente en la Fig.4.10 se muestra el mapa del factor de carga masa. Los valores obtenidos son menores a uno significa que la SFR es mayor que la tasa de expulsión de masa, lo cual es común en regiones donde la formación estelar está ocurriendo de manera activa y eficiente.

4.4.5 Difuminado del haz

Un paso importante en la determinación de la dispersión de velocidades es el del difuminado del haz (*beam smearing*). Una galaxia de disco cuando es observada con un ángulo de inclinación alto tendrá su movimiento de rotación casi directamente en la línea de visión, esto incrementa la distribución de las velocidades radiales observadas, aumentando así la dispersión en velocidad. Cuando se tiene una resolución espacial baja las características espectrales en la línea de visión se mezclan, dando como resultado un aumento en la dispersión de la velocidad observada. El impacto de este efecto en las observaciones depende de parámetros como la inclinación de la galaxia y el gradiente de velocidades en ella. A continuación se explicará el procedimiento a seguir para analizar el impacto de este efecto en los resultados.

Se construye un cubo de datos sintéticos del tamaño de píxel y campo de visión de MEGARA donde en cada spaxel se crea una gaussiana utilizando como amplitud la amplitud obtenida del ajuste de una única gaussiana, como centroide la velocidad obtenida del modelo teórico de rotación de disco y para la desviación estándar se define constante entre los spaxeles con el valor de la resolución instrumental la que corresponde 10.6 km s^{-1} . Posteriormente este cubo de datos sintéticos se convoluciona con la PSF¹ (la cual es considerada como una gaussianas con un ancho de 3 píxeles). El resultado de este efecto es el cambio en la velocidad central y la desviación estándar de las gaussianas. Este efecto es de importancia en la determinación de desviación estándar de las componentes anchas, ya que se debe de asegurar que este ensanchamiento supera el umbral instrumental. En la Fig. 4.11 se muestra el ejemplo del ajuste en uno de los spaxeles del borde, en este notamos como ambas gaussianas muestran diferentes amplitudes, centroides y desviación estándar debido a la convolución. En la Fig. 4.12a se muestran las razones de los valores de la desviación estándar antes y después de la convolución. Mientras que en la Fig. 4.12 se muestra la razón del valor de la desviación estándar de la componente ancha y el ajuste de una gaussiana. De estos mapas se concluye que el efecto del difuminado del haz representa aproximadamente un 10% al ensanchamiento de la línea con respecto a la línea estrecha, mientras que los ensanchamientos encontrados en los resultados de los ajustes multigaussianos representan aproximadamente el

¹ La Función de Dispersión del Punto (PSF) de un telescopio describe cómo el sistema óptico responde a una fuente puntual de luz, indicando la distribución de luz en la imagen que proviene de un objeto puntual.

50% de ensanchamiento con respecto a la línea estrecha.

4.5 Cinemática del gas vs estelar

La caracterización de cada componente gaussiana es crucial en el entendimiento del viento. Una de las preguntas es si el gas tiene una contra parte estelar asociada o si se trata de una emisión nuclear. Para esto se realiza la diferencia de las componentes anchas y estrechas de la velocidad estelar del spaxel correspondiente y la velocidad del núcleo. Una vez obtenida la cinemática estelar, se buscará asociar cada una de las componentes con su contra parte estelar. Para ello se tiene dos mapas de velocidades del gas, cada uno correspondiente a una componente. De las Fig. 4.13a y 4.13b se destaca que ninguna de las componentes de gas se encuentra en reposo respecto a las estrellas. De las Figs. 4.13a y 4.13c se observa que las velocidades de la componente dominante se encuentran desfasadas de su contraparte estelar y la velocidad nuclear. Sin embargo existen regiones donde la velocidad de la componente secundaria corresponde a la velocidad estelar, lo que indica que su velocidad se encuentra relacionada a la de las estrellas.

Hasta ahora se ha identificado cada componente considerando sus valores en amplitud y desviación estándar. Para complementar este análisis se definen la componente ancha corrida al azul y la componente ancha corrida al rojo. Esta definición permite conocer la distribución de los spaxeles, y destacar aquellos que se encuentran corridos al rojo. En la Fig. 4.14 se muestra un análisis similar al de la Fig. 4.13, la diferencia es que se tratan las componentes sistemáticas. La componente izquierda se encuentra asociada en varios píxeles a la velocidad estelar. Mientras la componente derecha presenta un desfase de hasta 100 km s^{-1} con respecto a la cinemática estelar y la velocidad del núcleo.

En la Fig. 4.15 se muestra en píxeles azules las regiones donde la componente ancha se encuentra corrida al azul, de manera similar se muestra en píxeles rojos donde la componente ancha se encuentra corrida al rojo. Se muestra una apertura totalmente corrida al rojo, además se observa una simetría respecto al centro donde las componente anchas corridas al rojo y azul se encuentran. Se observó en algunos ajustes (véase 4.16) que la velocidad estelar está cercana al valor promedio de las velocidades de las componentes anchas y estrechas. Esto sugiere que se trata de una emisión bipolar, donde ambas componentes representan un gas, con una parte alejándose de la estrella y la otra acercándose. En la Fig. 4.17 se muestra los spaxeles donde la cinemática estelar coincide con los valores promedios de los centroides de las galaxias, de esto se nota que en la región cercana al centro de galaxia se encuentra esta coincidencia entre los spaxeles, en estos spaxeles es donde podemos asociar una emisión bipolar de gas.

4.6 Diagramas diagnósticos

De las razones de líneas de los mapas de flujo, se realizaron los diagramas diagnósticos BPT (Baldwin et al. 1981), llamados así por Baldwin, Philips, y Terlevich, con el fin de identificar los mecanismos de excitación en el centro de la galaxia. Se utilizaron las razones de línea $[O III] \lambda 5007 \text{ \AA} / H\beta$, $[O I] \lambda 6300 \text{ \AA} / H\alpha$, $[N II] \lambda 6584 \text{ \AA} / H\alpha$, y $[S II] \lambda \lambda 6717, 31 / H\alpha$. Se muestran en la Fig. 4.18 también los mapas de las razones de líneas de cada uno de los diagramas BPT. Se observa una mayor dispersión en los mapas de $[N II] \lambda 6584 \text{ \AA} / H\alpha$ y $[O III] \lambda 5007 \text{ \AA} / H\beta$, mientras que en los mapas de $[S II] \lambda \lambda 6717, 31 / H\alpha$ y $[O I] \lambda 6300 \text{ \AA} / H\alpha$ se muestran regiones más definidas, similares a las regiones definidas en la Fig. 4.2.

Las líneas fueron corregidas por extinción, pero esto no presentó un cambio considerable en los diagramas finales debido a su proximidad en longitud de onda. En la Fig. 4.19 se muestran los tres diagramas BPT, donde cada punto representa un spaxel. Las líneas rayadas corresponden a modelos de foto ionización (los cuales se explican a detalle en la siguiente sección). Se usaron los cálculos de Xiao et al. (2018) basados en Síntesis Espectral y Población Binaria (BPASS Eldridge et al. 2017). Notamos en esta figura que los puntos del gas ionizado observado es compatible con ser producido por la formación estelar (SF) de acuerdo a (Kewley et al. 2006). Se nota también que los puntos donde el ajuste de doble gaussianas es más confiable se encuentran en regiones de menor ionización. Los puntos caen mayormente en las edades de entre 10-20 millones de años y parámetro de ionización $\log U = -3.5$. exceptuando el trazado por $[O I] \lambda 6300 \text{ \AA} / H\alpha$ el cual tiene puntos en una región de $\log U = -3.0$ y edades de 5-10 millones de años. El parámetro de ionización es una medida adimensional que cuantifica la capacidad de la radiación ionizante de ionizar un gas.

4.6.1 Modelo de foto ionización

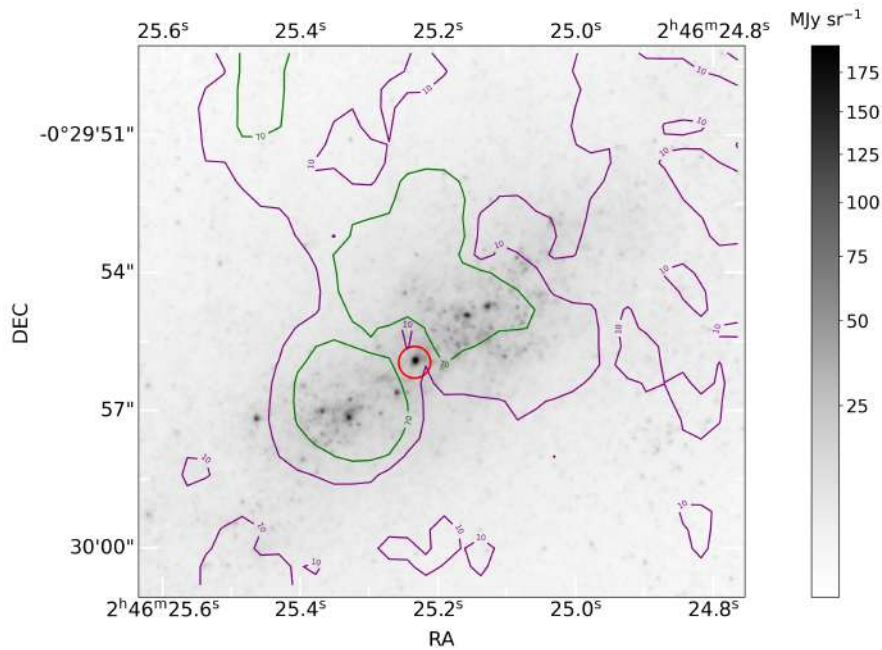
Un modelo de fotoionización es una herramienta teórica en astrofísica que se utiliza para comprender y predecir la interacción entre la radiación ionizante y el gas interestelar. Estos modelos calculan cómo la radiación ultravioleta y de rayos X de las estrellas jóvenes ioniza el gas circundante, produciendo una región de gas ionizado que emite radiación en diferentes longitudes de onda (Ferland et al. 1998). Estos modelos consideran la física detallada de los procesos de ionización y recombinación, las propiedades del gas (como densidad, composición química y temperatura), y la forma del espectro de la fuente de radiación. Dadas

BPASS es un modelo de síntesis de poblaciones estelares que incorpora la evolución de estrellas binarias, además de estrellas individuales. Este modelo es particularmente relevante en el contexto de la fotoionización porque proporciona espectros de emisión de poblaciones estelares que pueden ser utilizados como entrada en modelos de fotoionización (Eldridge and Stanway 2009). El incluir las estrellas binarias producen flujos altos y razones de $[O III] / H\beta$ que concuerdan con los datos observados y no serían reproducibles con estrellas individuales. Este modelo ha sido utilizado para determi-

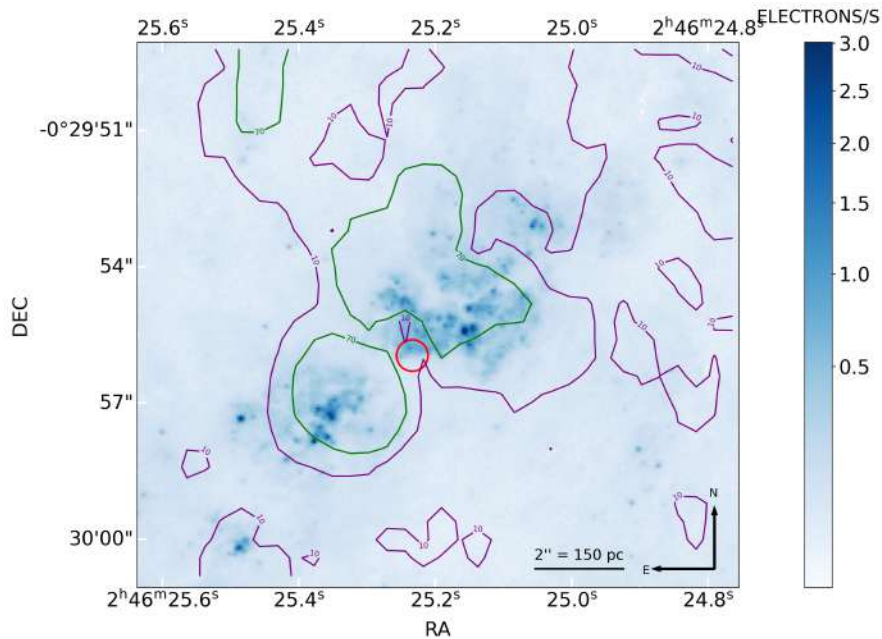
nar parámetros físicos como la edad, parámetro de ionización y densidad del gas (e.g Gómez-González et al. 2024).

Este se destaca por la evolución estelar binaria: Modela cómo las interacciones binarias, como la transferencia de masa, la fusión de estrellas y las explosiones de supernova, afectan las propiedades de las poblaciones estelares (Eldridge and Stanway 2009; Eldridge et al. 2017). Los resultados de BPASS vienen del modelo de CLOUDY² (Ferland et al. 2017).

² Cloudy es un código de síntesis espectral diseñado para modelar una amplia variedad de nebulosas interestelares, desde regiones H II y nebulosas planetarias, hasta Núcleos Activos de Galaxias y el medio caliente intracluster que permea los cúmulos de galaxias



(a) Centro de NGC 1087 en el filtro F200W de JWST. Las estrellas viejas emiten la mayor parte de su luz en longitudes de onda infrarrojas, por lo que el filtro F200W es ideal para observarlas.



(b) Centro de NGC 1087 en el filtro F438W de HST. Las estrellas jóvenes emiten la mayor parte de su luz en longitudes de onda azules, por lo que el filtro F438W es ideal para observarlas.

Fig. 4.1: Zona central de NGC 1087 con los filtros F200W y F438W de JWST y HST respectivamente. Se muestra el centroide asociado a las coordenadas RA: 2h 46m 25.23s, DEC: 0° -29' -55.94\"/>

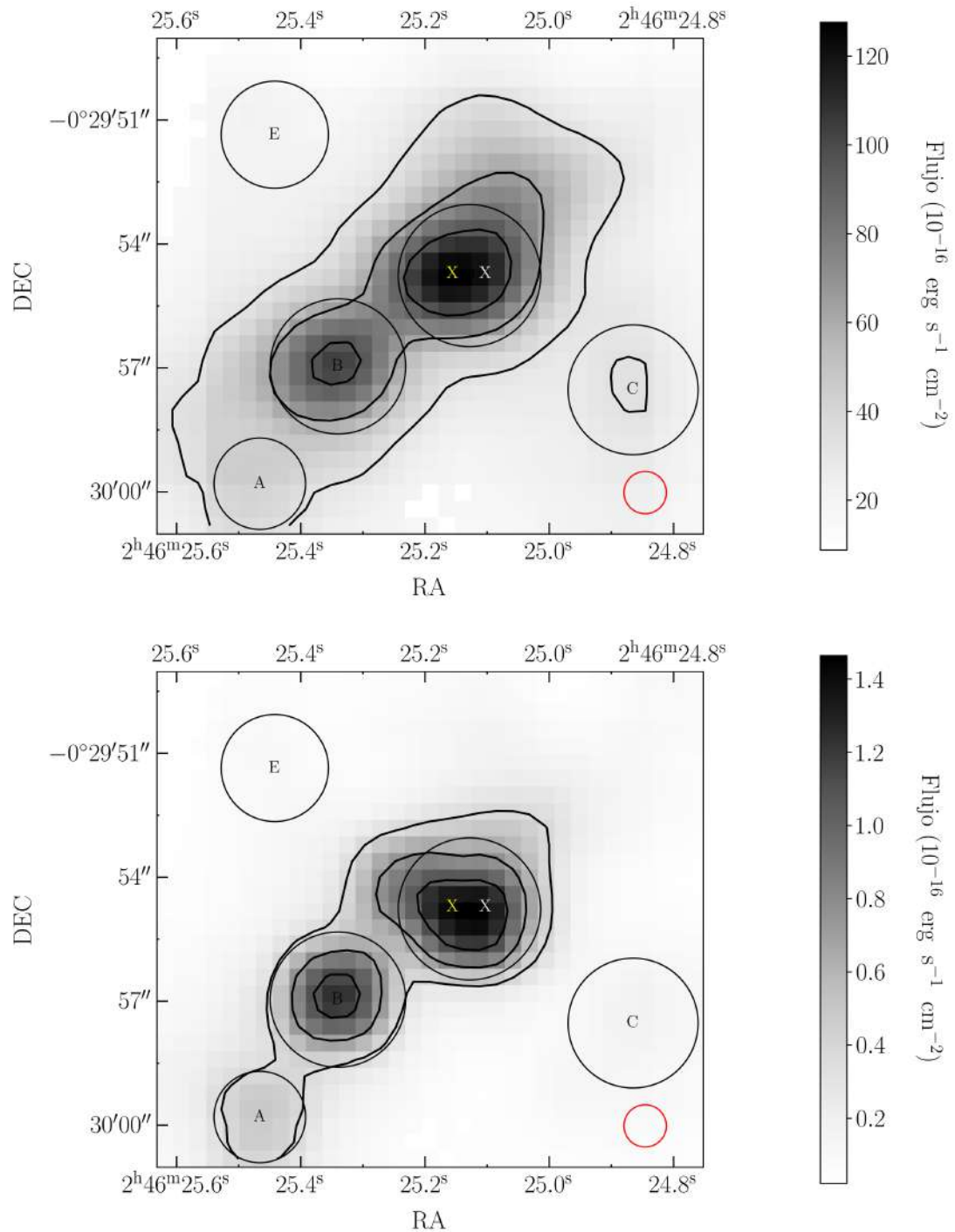


Fig. 4.2: Mapa de continuo (panel superior) y emisión (panel inferior) de [O III] obtenidos con el instrumento MEGARA. El píxel con el valor máximo en flujo del continuo se muestra con una X de color amarillo mientras que el máximo de emisión con una X de color blanco.

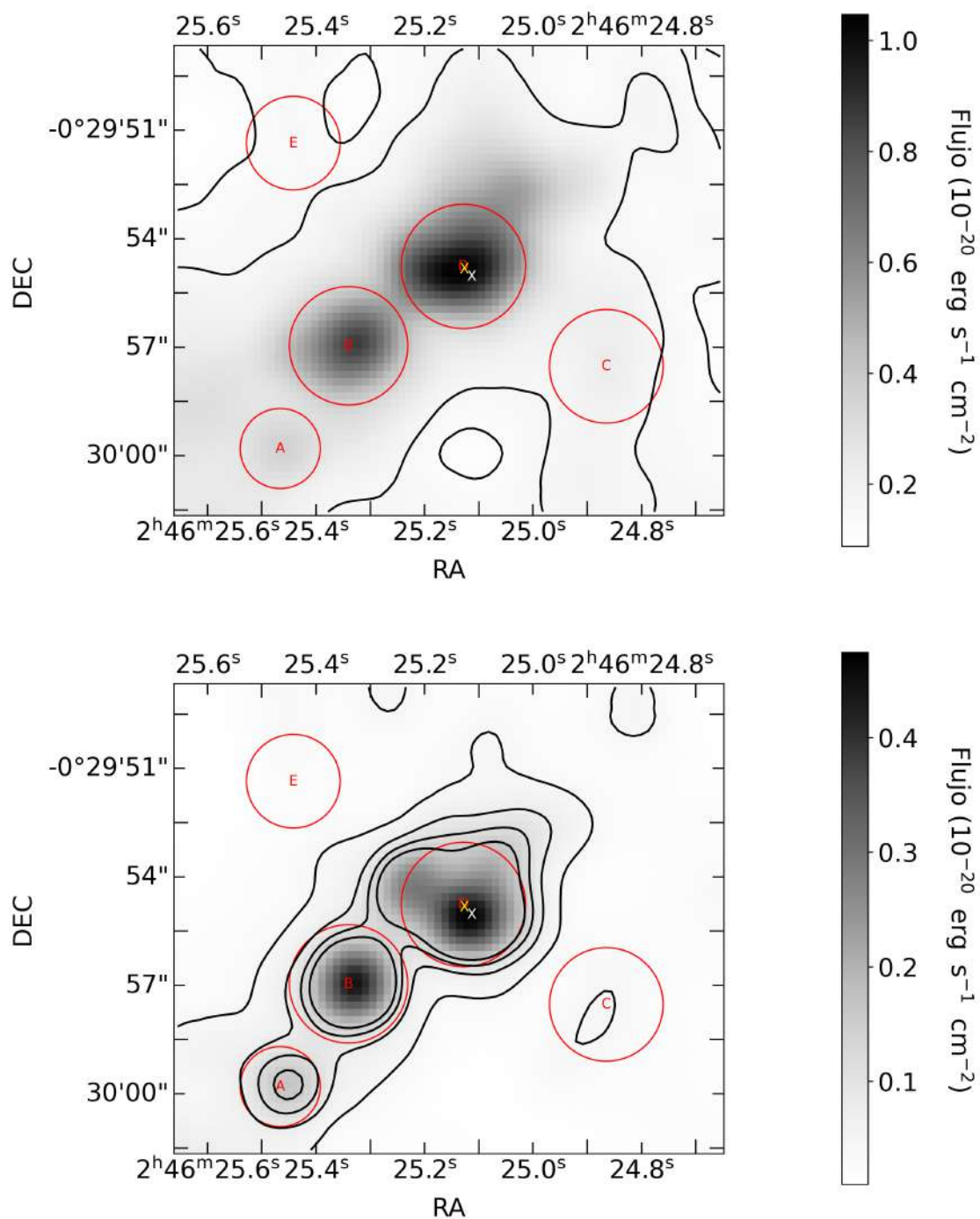


Fig. 4.3: Mapa de continuo (panel superior) y emisión (panel inferior) de [O III] obtenido con el instrumento MUSE. El píxel con el valor máximo en flujo del continuo se muestra con una X de color amarillo mientras que el máximo de emisión con una X de color blanco.

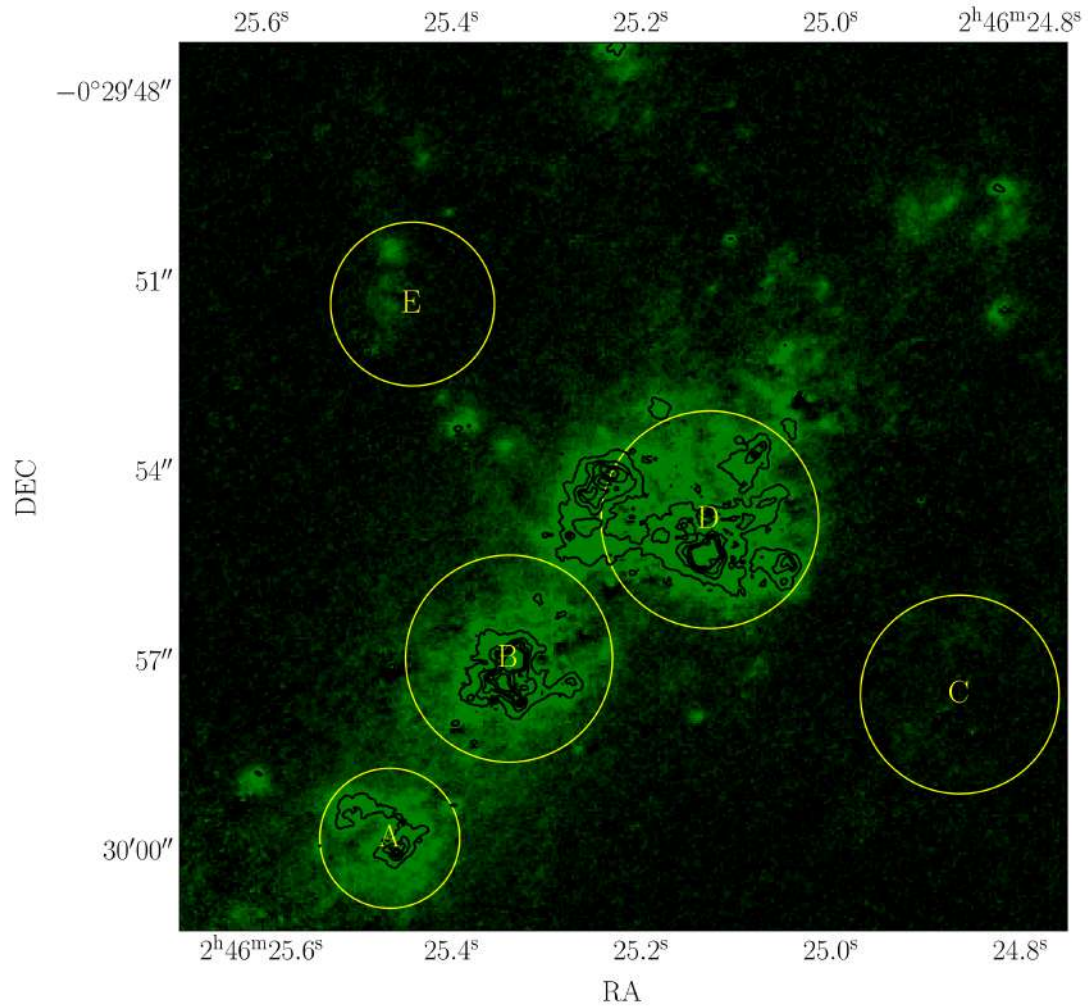
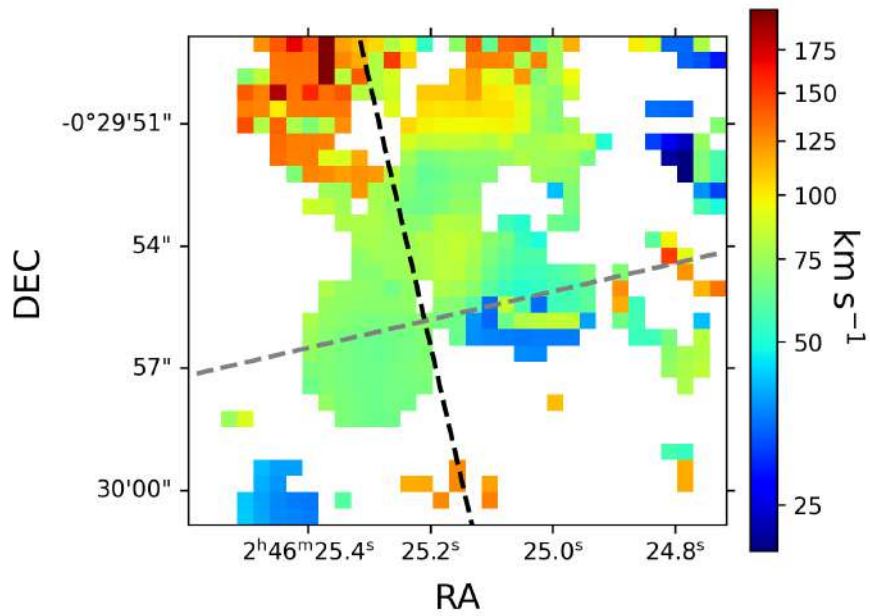
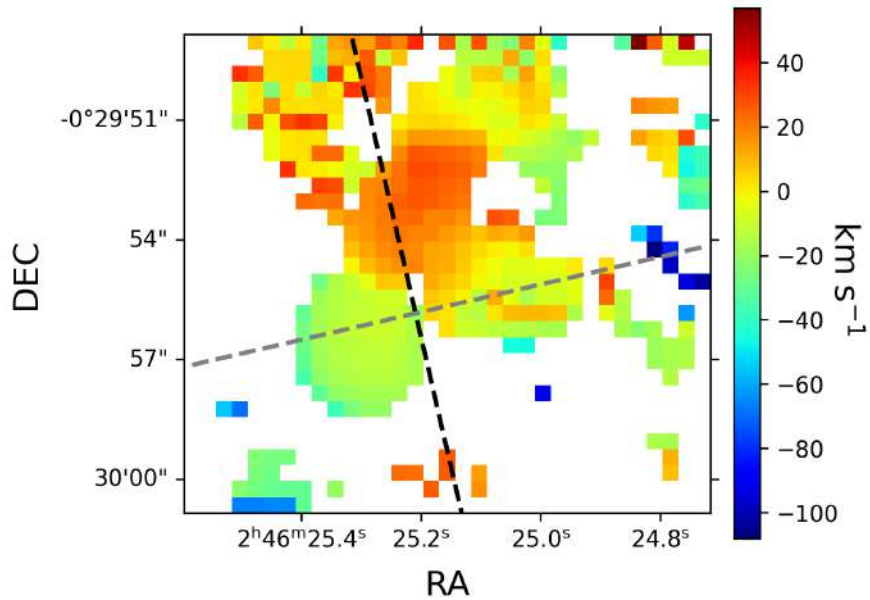


Fig. 4.4: Mapa de H α obtenido con F657N de HST. En este mapa se muestran las mismas regiones que en las Figs. 4.2 y 4.3. Los contornos son de igual manera de la emisión de H α . La región C presenta una emisión muy tenue la cual se encuentra difuminada debido a la resolución espacial de la imagen.



(a)



(b)

Fig. 4.5: Comparación de velocidades de componentes gaussianas: (a) Diferencia de velocidades entre las dos componentes gaussianas y (b) velocidad promedio entre los centroides de las dos componentes gaussianas. La línea rayada negra y gris representan los semi ejes mayor y menor respectivamente. A ambos mapas cinemáticos se le resta la velocidad sistemática dada en 3.1.

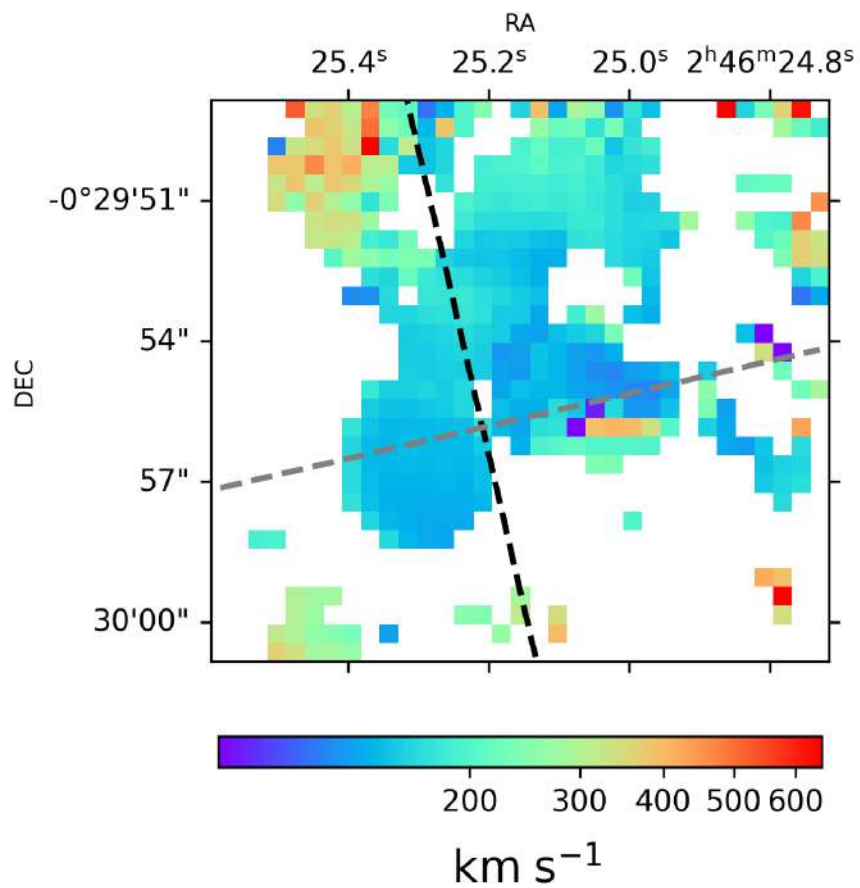
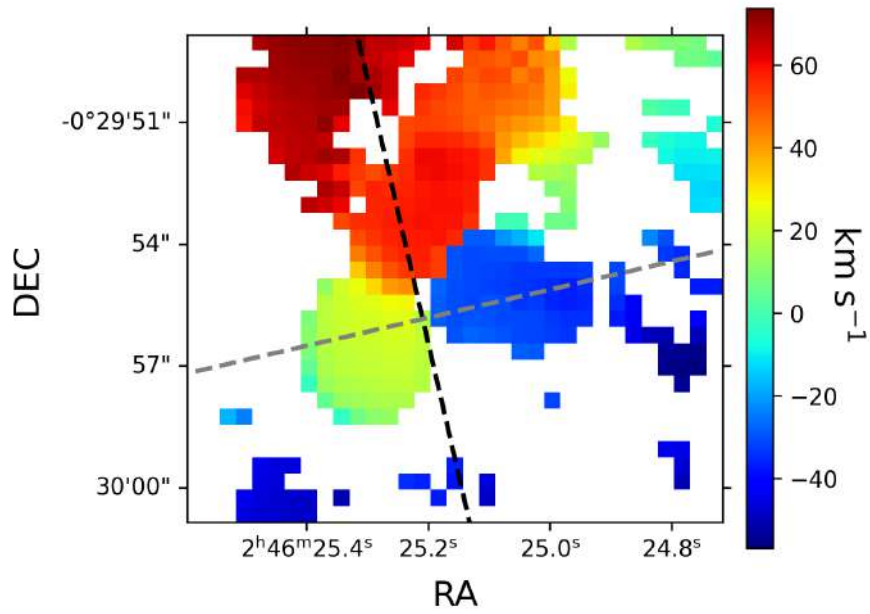
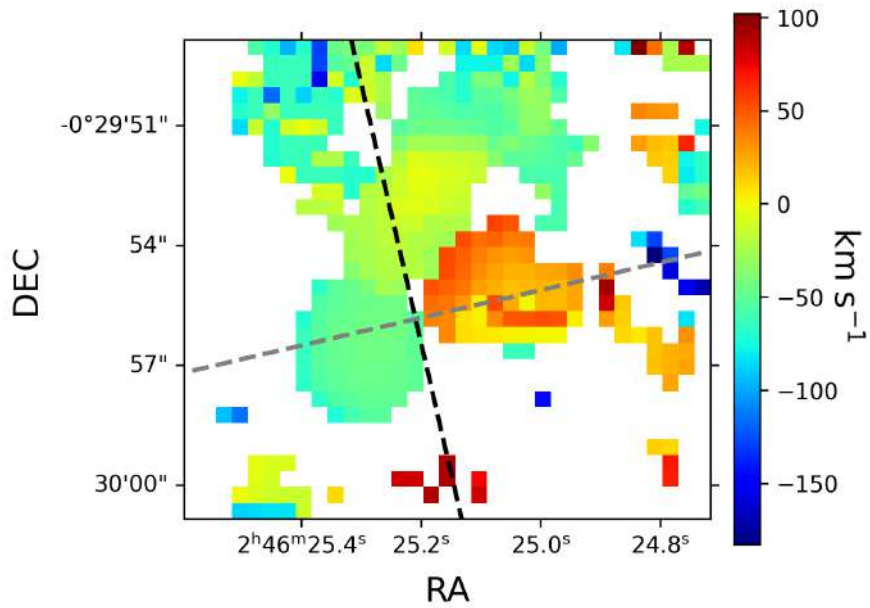


Fig. 4.6: Se muestra la velocidad máxima del outflow. Se sobreponen líneas rayadas de color negro y gris representando los semi ejes mayor y menor respectivamente

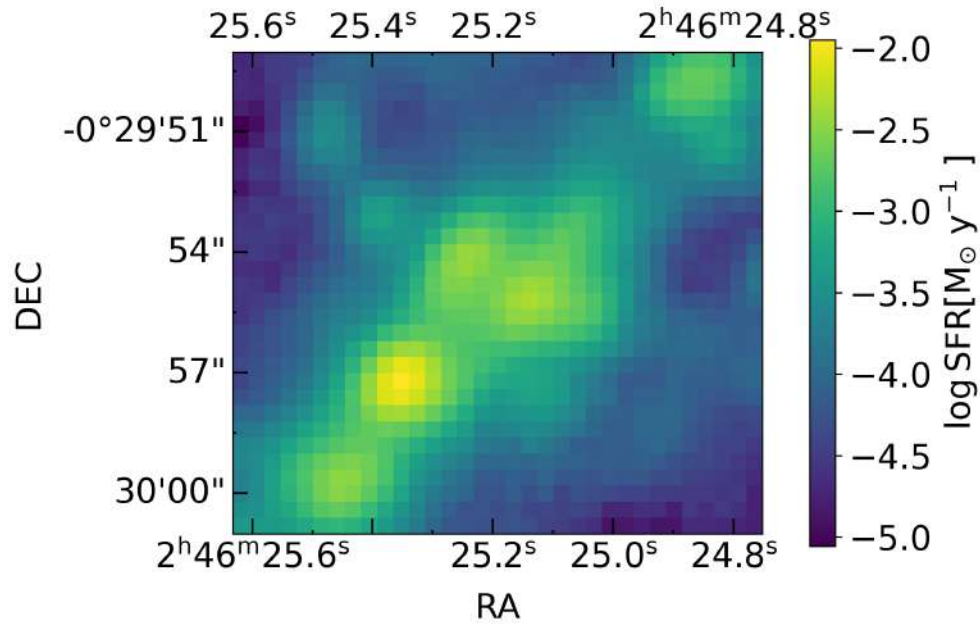
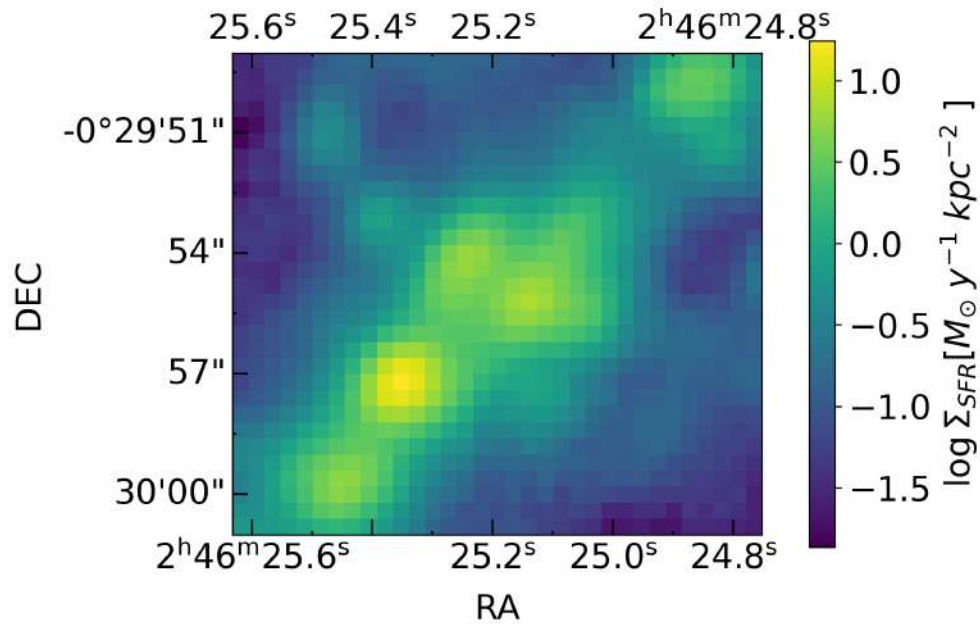


(a)



(b)

Fig. 4.7: Comparación de velocidades de las componentes gaussianas: (a) Velocidad de la componente dominante (o estrecha) y (b) velocidad de la componente secundaria. La línea rayada negra y gris representan los semi ejes mayor y menor respectivamente. A ambos mapas cinemáticos se le resta la velocidad sistemática dada en 3.1.

(a) Mapa de Σ_{SFR} (b) Mapa de densidad de Σ_{SFR} para la región central de NGC 1087. Derivada de la luminosidad de $\text{H}\alpha$ y corregida por la extinción.Fig. 4.8: Mapas de Σ_{SFR} y su densidad superficial para la región central de NGC 1087. Los mapas fueron corregidos por extinción haciendo uso del mapa Fig. 3.10b.

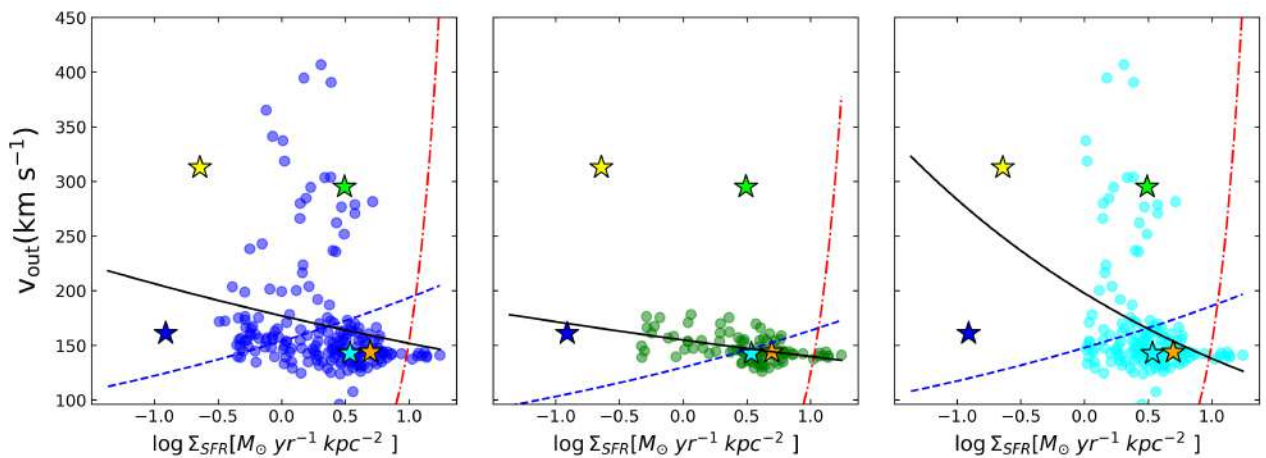


Fig. 4.9: Se muestra la velocidad máxima del viento vs. la densidad de tasa de formación estelar, Σ_{SFR} . En el panel izquierdo se muestran los spaxeles con una $S/N > 20$ y con un δ_{BIC} correspondiente a dos componentes gaussianas. En el panel de en medio se muestra los spaxeles con un δ_{BIC} fuerte, el cual corresponde a valores mayores a 70. En el panel derecho se muestran los puntos con valores de $\Sigma_{\text{SFR}} > 1 \text{ M}_{\odot} \text{ yr}^{-1} \text{ kpc}^{-2}$. Las líneas sólida negra corresponden al ajuste de potencia sin considerar previamente una pendiente, se obtuvieron las pendientes -0.06, -0.04, -0.156 (de izquierda a derecha). Las estrellas corresponden a la integración de SFR y área en las aperturas definidas en la Fig. 4.2. Los colores de A,B,C,D y E son lima, naranja, azul, cian y amarillo respectivamente.

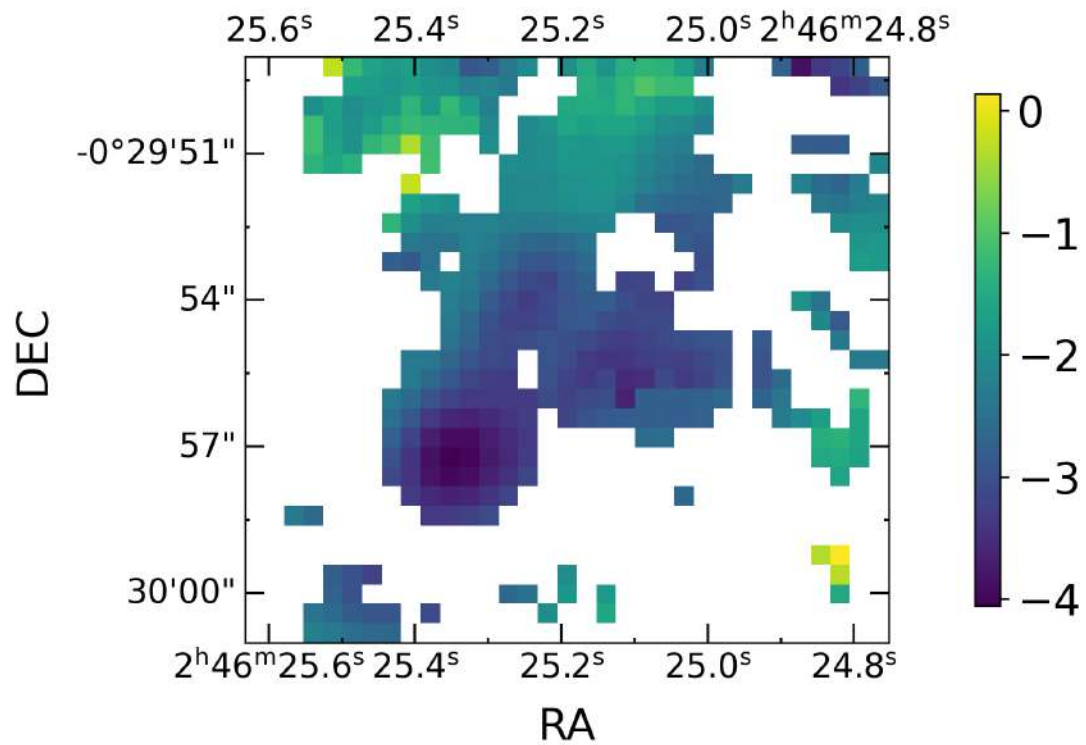


Fig. 4.10: Mapa del factor de carga masa. Es una cantidad adimensional dada su definición, se muestran los valores en \log_{10} .

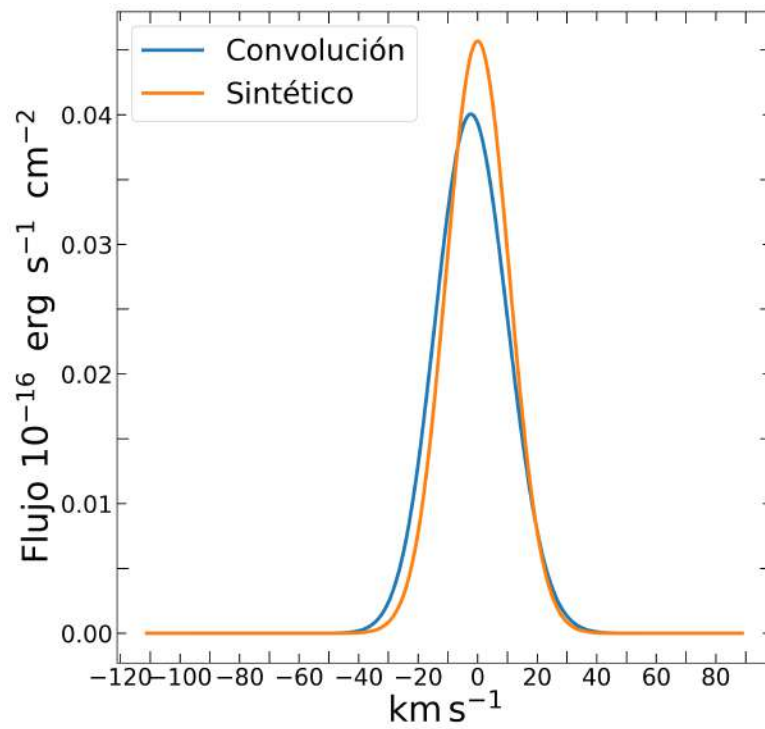
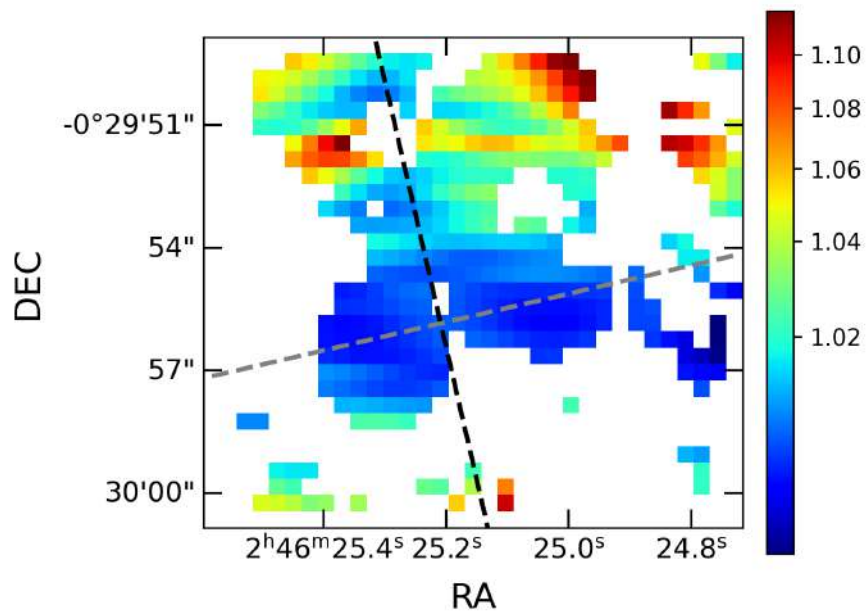
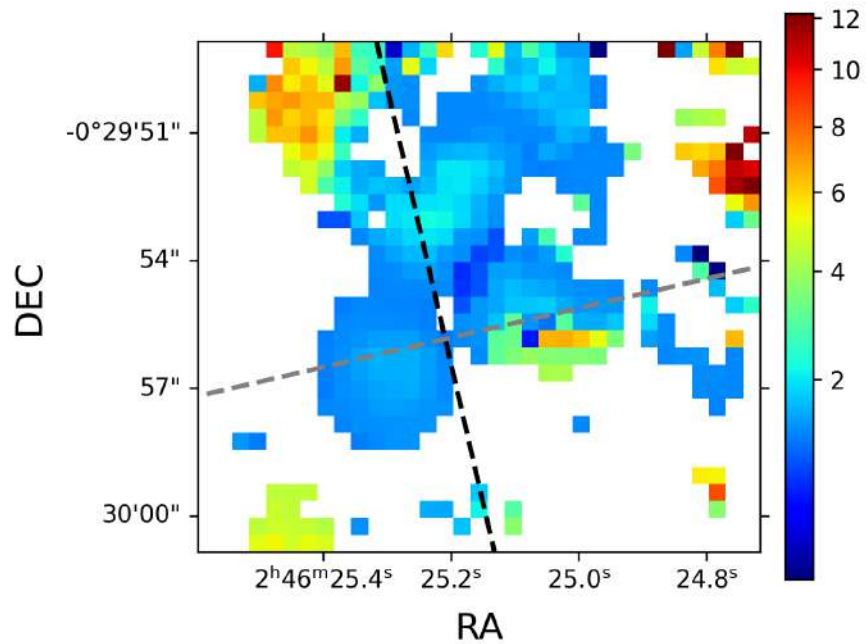


Fig. 4.11: Ejemplo de un spaxel de la gaussiana antes y después de la convolución. En el eje de las velocidades está restada la velocidad estelar del respectivo spaxel.



(a) Mapa de la razón del valor sigma de la gaussiana del cubo de datos después y antes de la convolución



(b) Mapa de la razón de la desviación estándar de la componente ancha y el valor de desviación estándar del ajuste de una gaussiana.

Fig. 4.12: Mapa de la razón de las desviaciones estándar. Se muestra la comparación de la razón de la desviación estándar de la componente ancha y el valor de desviación estándar del ajuste de una gaussiana en el cubo de datos.

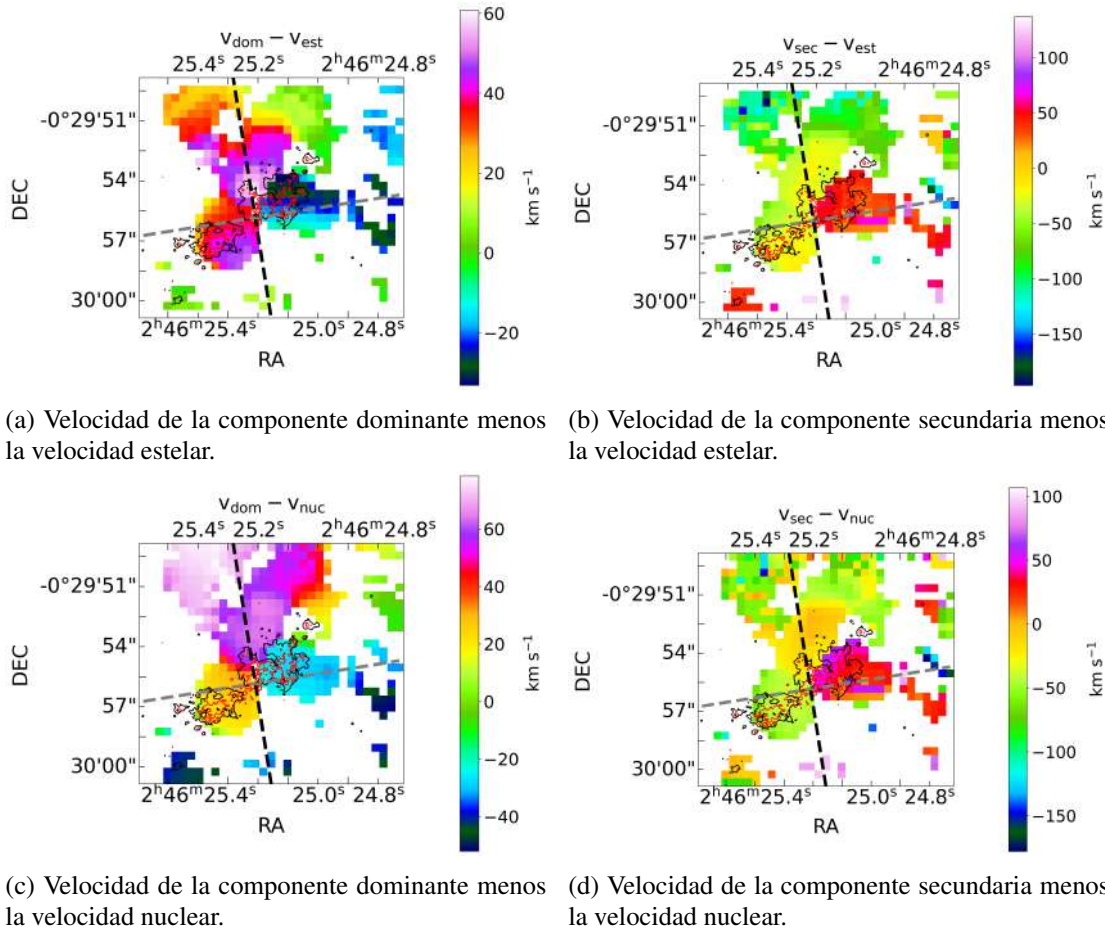
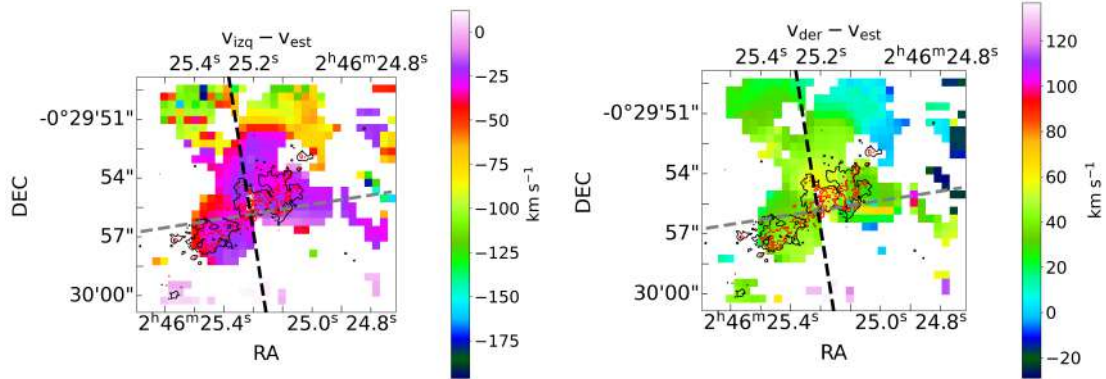
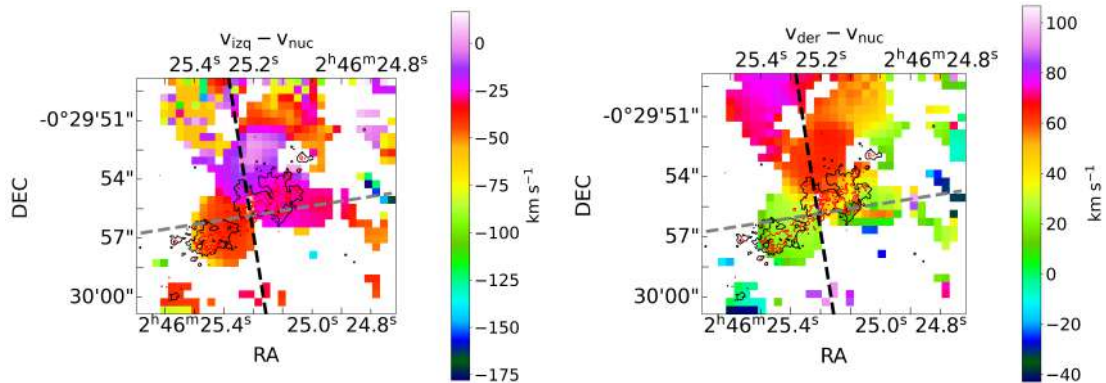


Fig. 4.13: Se muestran 4 paneles correspondientes a la resta entre las cinemáticas del gas y la estelar (a). Se muestra la resta de la velocidad de la componente dominante y la velocidad del modelo estelar teórico, dado que este restringe de manera más precisa la cinemática del disco (b). Se muestra la resta de la velocidad de la componente secundaria y la velocidad del modelo estelar teórico (c). Se muestra la resta de la velocidad de la componente dominante y la velocidad del modelo estelar teórico del punto central (d). Se muestra la resta de la velocidad de la componente secundaria y la velocidad del modelo estelar teórico del punto central. Los contornos de color negro corresponden al filtro 814W de HST y los contornos de color magenta corresponden al filtro 200W de JWST. Se incluyen también los semiejes mayor y menor representados por las líneas rayadas negras y grises, respectivamente.



(a) Velocidad de la componente izquierda menos la velocidad estelar.

(b) Velocidad de la componente derecha menos la velocidad estelar.



(c) Velocidad de la componente izquierda menos la velocidad nuclear.

(d) Velocidad de la componente derecha menos la velocidad nuclear.

Fig. 4.14: Se muestran 4 paneles correspondientes a la substracción de las cinemáticas del gas y la estelar. (a); Se muestra la resta de la velocidad de la componente derecha y la velocidad del modelo estelar teórico dado que este restringe de manera más precisa la cinemática del disco. (b); Se muestra la resta de la velocidad de la componente izquierda y la velocidad del modelo estelar teórico. (c); Se muestra la resta de la velocidad de la componente izquierda y la velocidad del modelo estelar teórico del punto central. (d); Se muestra la resta de la velocidad de la componente derecha y la velocidad del modelo estelar teórico del punto central. La descripción restante es la misma que en la Fig. 4.13

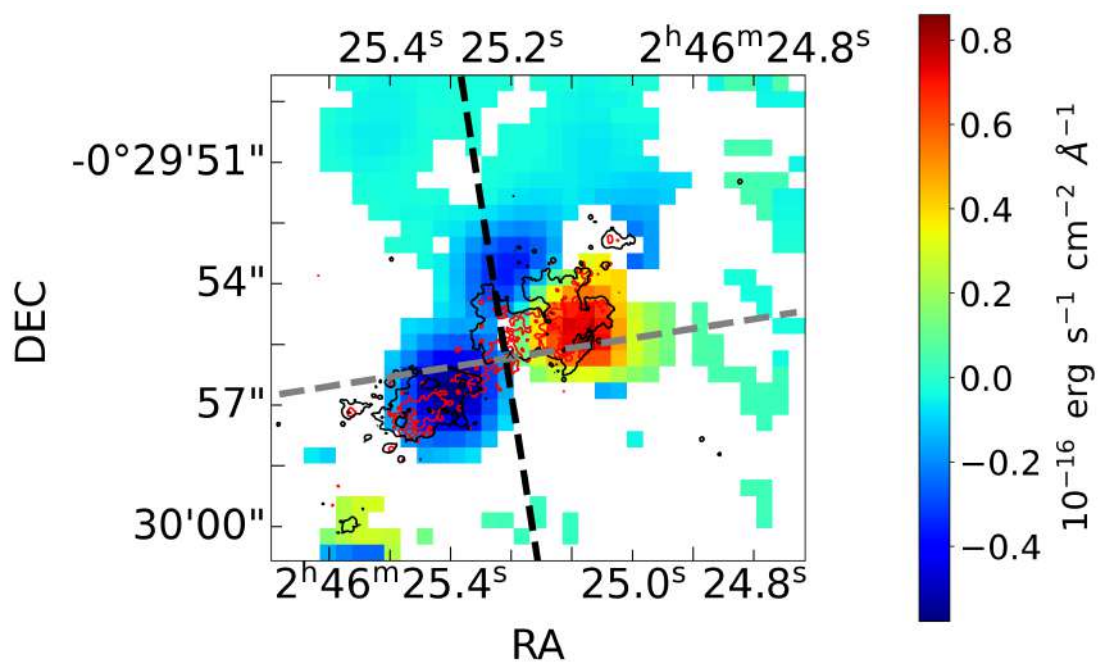


Fig. 4.15: Diferencia de las amplitudes de las componentes derechas e izquierdas. Las descripciones son las mismas que en la Fig. 4.13.

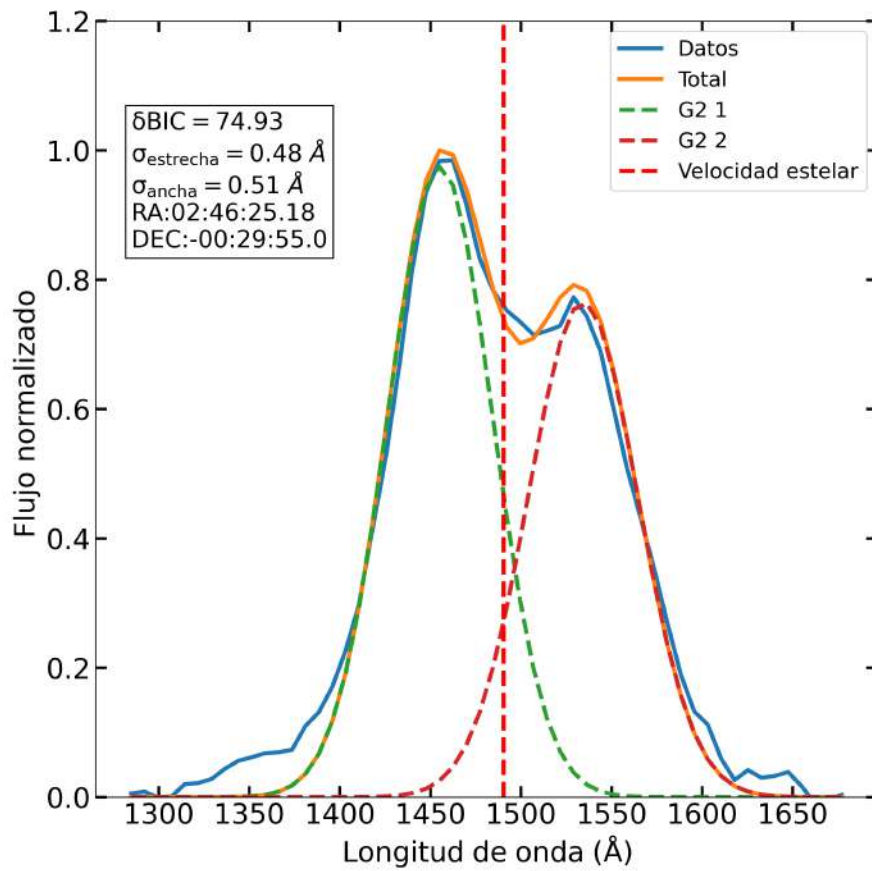


Fig. 4.16: Se muestra el ejemplo de un ajuste en un spaxel. La descripción es la misma que la Fig. 3.9. La línea rayada roja representa la velocidad cinemática estelar.

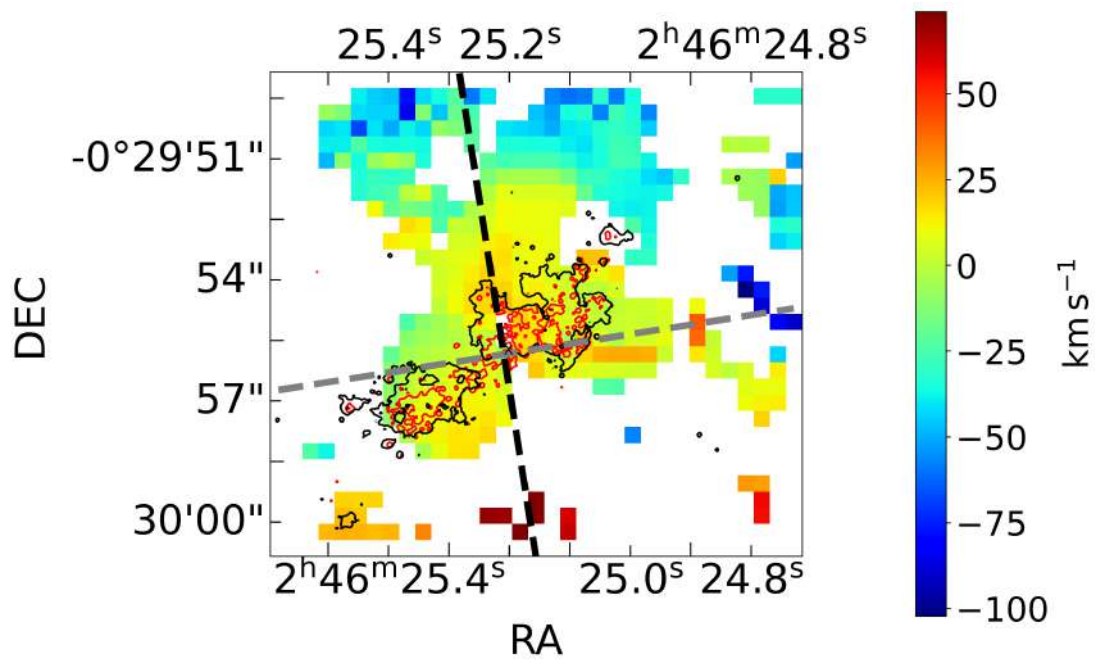


Fig. 4.17: Se muestra el mapa de la velocidad promedio entre las componentes y la velocidad estelar. Los valores cercanos a ceros presentan la velocidad estelar cercana asociada al valor promedio de las dos componentes.

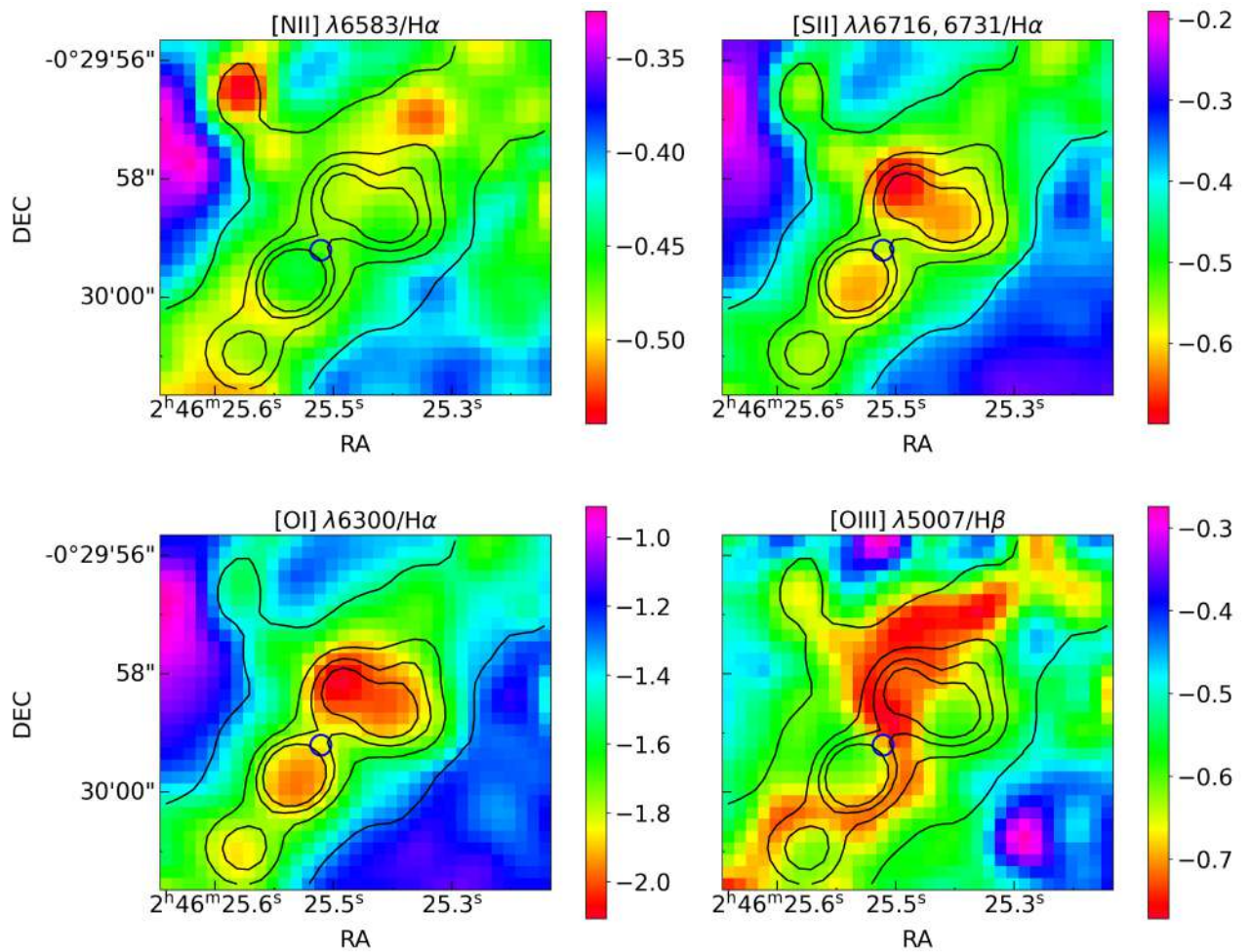


Fig. 4.18: Mapas de razones de líneas ópticas. Se muestran los mapas de razones de líneas utilizados para realizar los diagramas BPT. El título de cada razón de línea se muestra en la parte superior de cada mapa. [S II] $\lambda\lambda 6717,31$ representa la suma de los flujos del doblete. La escala mostrada en cada barra de color es logarítmica.

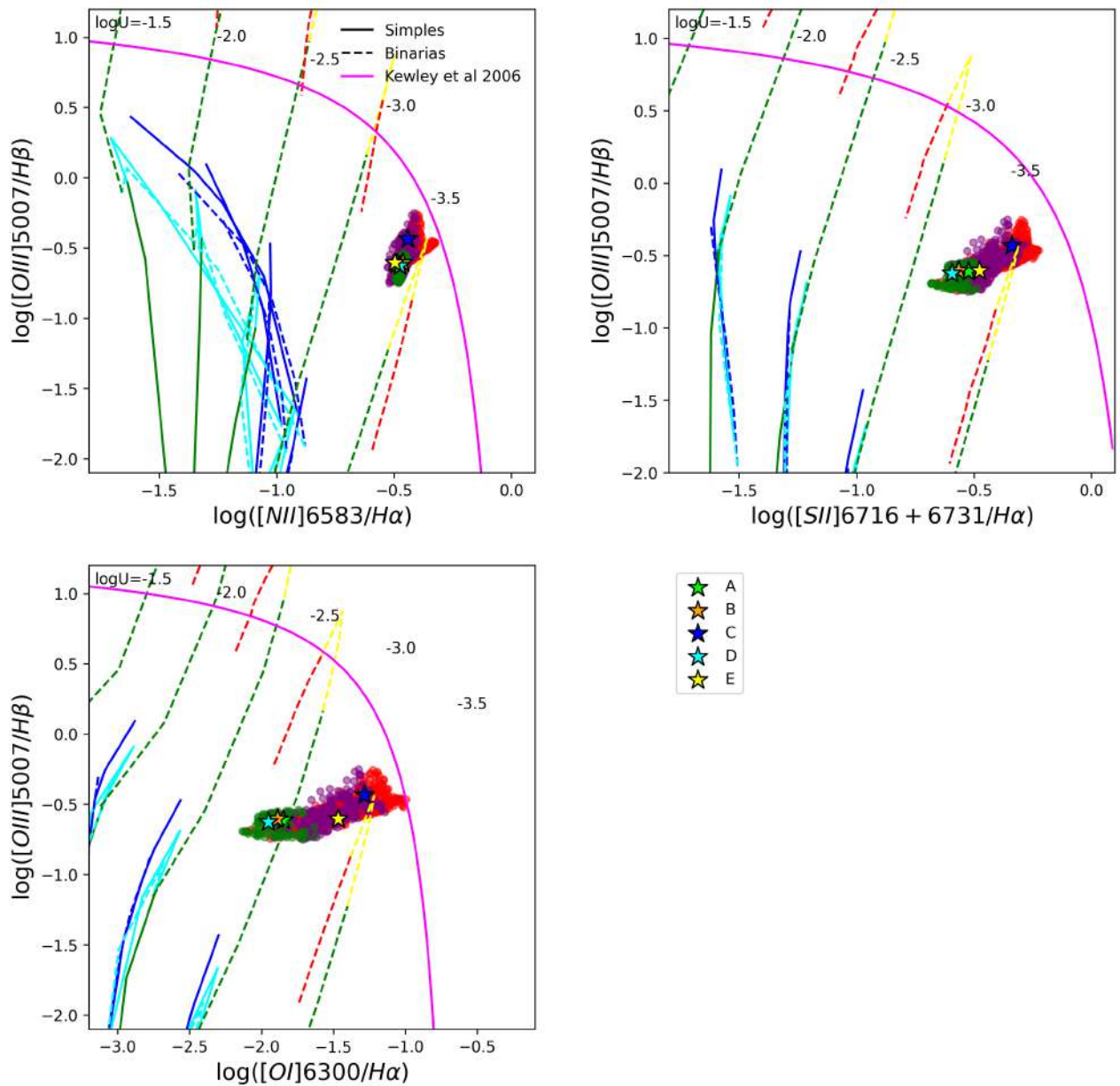


Fig. 4.19: Diagramas de diagnóstico de la región central de NGC 1087; (izquierda superior) Razón de línea [O III] $\lambda 5007 \text{ \AA}$ /H β vs. [N II] $\lambda 6584 \text{ \AA}$ /H α ; (derecha superior) Razón de línea [O III] $\lambda 5007 \text{ \AA}$ /H β vs. [S II] $\lambda \lambda 6717, 31$ /H α ; (inferior) Razón de línea [O III] $\lambda 5007 \text{ \AA}$ /H β vs. [O I] $\lambda 6300 \text{ \AA}$ /H α . Los colores verdes, morados y rojos en los puntos representan el ajuste fuerte, moderado y débil respectivamente. Las curvas están codificadas por colores para denotar las edades: 1-2.5 Myr azul, 2.5-5 Myr cian, 5-10 Myr verde, 10-20 Myr amarillo y 20-100 Myr rojo. (derecha) La codificación de colores de los modelos es la misma que en la izquierda, excepto que solo se muestran los modelos binarios en log U = -3.5 para dos densidades que están indicadas. Los modelos de baja ionización binaria ($-3.5 < \log U < -3.0$) con edades > 5 Myr y n_e de 100 cm^{-3} ajustan simultáneamente las cuatro cantidades graficadas para la mayoría de las regiones.

Capítulo 5

Conclusiones y trabajo futuro

Se presenta en este trabajo un análisis espectroscópico y fotométrico en la región central de NGC 1087. Los datos espectroscópicos fueron tomados con el instrumento MEGARA, instalado en el Gran Telescopio Canarias, ubicado en el Observatorio del Roque de los Muchachos en La Palma, Islas Canarias. Las observaciones se realizaron en modalidad IFU con el VPH MR-G, cubriendo un rango de longitud de onda de aproximadamente 4960 Å a 5440 Å y con una resolución espectral de $R \sim 12000$.

También se utilizaron datos del instrumento MUSE, instalado en el VLT en el Observatorio en el Cerro Paranal, cubriendo un rango de longitud de onda de 4650 Å a 9300 Å y con una resolución espectral promedio de $R \sim 2750$.

Adicionalmente, se emplearon datos de los archivos del HST y JWST, utilizando los filtros F555W, F657N y F814W del HST, y el filtro de banda corta F200W del JWST con el fin de aprovechar la alta resolución espacial para identificar estructuras relacionadas al viento. Se obtuvieron los siguientes resultados:

- Mediante pPXF se ajustó un continuo estelar y se obtuvo un mapa de cinemática estelar para el cubo de datos de MEGARA.
- Se realizó un ajuste de componentes dobles gaussianas en el perfil de la línea de emisión de $[\text{O III}]\lambda 5007 \text{ \AA}$. En dos casos: el primero con una componente ancha y una estrecha, y el segundo con dos componentes estrechas (dobles picos). Asumiendo que la componente ancha está formada por un gas fuera del disco de la galaxia.
- Se determinó el centroide de la galaxia con el filtro F200W correspondiente a las coordenadas RA: 2h 46m 25.23s, DEC: $0^\circ -29' -55.94''$ el cual no está claramente definido con otras observaciones disponibles, y no coincide con el pico de emisión de gas. Las coordenadas del centroide fueron obtenidas gracias a la alta resolución espacial de este filtro.
- Se ajustó un modelo de rotación estelar de disco a la cinemática obtenida con MEGARA obteniendo los siguientes parámetros: ángulo de posición ($P.A.=13^\circ$) y la velocidad sistemática ($v_{\text{sys}}=1482.73$).

- Se realizaron diagramas diagnóstico spaxel a spaxel los cuales indican que se trata de regiones de formación estelar, pero integrando las regiones por apertura se encuentra que estas se dirigen más hacia la zona de choques en los diagramas.
- Se encontró en la región central que la velocidad estelar se encuentra asociada al valor promedio de la componente estrecha y dominante indicando que se trata de una posible emisión bipolar.
- Se identificaron componentes anchas corridas al azul, pero también una región con las componentes anchas corridas al rojo las cuales pueden ser asociadas a un gas alejándose de la galaxia. La radiación del gas puede estar menos intensa debido a la presencia de polvo en la galaxia, sustentada la extinción encontrada y la emisión en infrarrojo.
- Se encontró clara evidencia cinemática de vientos estelares en las regiones de formación estelar.

5.0.1 Trabajo futuro

Como parte del trabajo futuro se propone trabajar a profundidad imágenes en los filtros F300M, F335M y F360M para obtener mapas de Hidrocarburos aromáticos policíclicos asociados con un medio interestelar neutro e indicadores también de regiones con fotoionización. Alcanzando resoluciones espaciales de $78 \text{ arcsec pc}^{-1}$ revelando estructuras como burbujas y plumas en la galaxia.

Se planea estudiar el resto de la muestra de las 50 galaxias de la colaboración BEARD, identificando súper vientos en galaxias con diferentes inclinaciones para obtener una interpretación más amplia de estos.

Se complementará el ajuste en los perfiles de líneas asimétricos con un código que defina una ecuación de movimiento para el viento, manteniendo la física subyacente al fenómeno y considerando un perfil de densidad para el viento (Flury et al. 2023).

Referencias

- Anand, G. S., Lee, J. C., Van Dyk, S. D., Leroy, A. K., Rosolowsky, E., Schinnerer, E., Larson, K., Kourkchi, E., Kreckel, K., Scheuermann, F., Rizzi, L., Thilker, D., Tully, R. B., Bigiel, F., Blanc, G. A., Boquien, M., Chandar, R., Dale, D., Emsellem, E., Deger, S., Glover, S. C. O., Grasha, K., Groves, B., S. Klessen, R., Kruijssen, J. M. D., Querejeta, M., Sánchez-Blázquez, P., Schrubba, A., Turner, J., Ubeda, L., Williams, T. G., and Whitmore, B. (2021). Distances to PHANGS galaxies: New tip of the red giant branch measurements and adopted distances. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 501(3):3621–3639.
- Ann, H. B. and Park, N. K. (1993). BVI Surface Photometry of Four Spiral Galaxies. *Journal of Korean Astronomical Society*, 26(1):13–32.
- Armus, L., Heckman, T. M., and Miley, G. K. (1989). Long-Slit Optical Spectroscopy of Powerful Far-Infrared Galaxies: The Nature of the Nuclear Energy Source. *Astrophysical Journal*, 347:727.
- Baldwin, J. A., Phillips, M. M., and Terlevich, R. (1981). Classification parameters for the emission-line spectra of extragalactic objects. *Publications of the ASP*, 93:5–19.
- Blackman, C. P. (1980). Surface photometry and mass distribution in the spiral galaxies NGC 1087 and NGC 1090. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 190:459–466.
- Calzetti, D., Armus, L., Bohlin, R. C., Kinney, A. L., Koornneef, J., and Storchi-Bergmann, T. (2000). The Dust Content and Opacity of Actively Star-forming Galaxies. *Astrophysical Journal*, 533(2):682–695.
- Cappellari, M. (2017). Improving the full spectrum fitting method: accurate convolution with Gauss-Hermite functions. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 466(1):798–811.
- Cappellari, M. and Emsellem, E. (2004). Parametric Recovery of Line-of-Sight Velocity Distributions from Absorption-Line Spectra of Galaxies via Penalized Likelihood. *Publications of the ASP*, 116(816):138–147.
- Chabrier, G. (2003). Galactic Stellar and Substellar Initial Mass Function. *Publications of the ASP*, 115(809):763–795.

Referencias

- Chen, Y.-M., Tremonti, C. A., Heckman, T. M., Kauffmann, G., Weiner, B. J., Brinchmann, J., and Wang, J. (2010). Absorption-line Probes of the Prevalence and Properties of Outflows in Present-day Star-forming Galaxies. *Astronomical Journal*, 140(2):445–461.
- Chevalier, R. A. (2006). *Stellar Ejecta and the Dynamics of Supernova Remnants*, volume 342. Astrophysics and Space Science Library.
- Chisholm, J., Tremonti, C. A., Leitherer, C., and Chen, Y. (2017). The mass and momentum outflow rates of photoionized galactic outflows. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 469(4):4831–4849.
- Chu, Y.-H. and Mac Low, M.-M. (1990). X-Rays from Superbubbles in the Large Magellanic Cloud. *Astrophysical Journal*, 365:510.
- Concas, A., Maiolino, R., Curti, M., Hayden-Pawson, C., Cirasuolo, M., Jones, G. C., Mercurio, A., Belfiore, F., Cresci, G., Cullen, F., Mannucci, F., Marconi, A., Cappellari, M., Cicone, C., Peng, Y., and Troncoso, P. (2022). Being KLEVER at cosmic noon: Ionized gas outflows are inconspicuous in low-mass star-forming galaxies but prominent in massive AGN hosts. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 513(2):2535–2562.
- Davé, R., Finlator, K., and Oppenheimer, B. D. (2012). An analytic model for the evolution of the stellar, gas and metal content of galaxies. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 421(1):98–107.
- de Vaucouleurs, G., de Vaucouleurs, A., Corwin, Herold G., J., Buta, R. J., Paturel, G., and Fouque, P. (1991a). *Third Reference Catalogue of Bright Galaxies*.
- de Vaucouleurs, G., de Vaucouleurs, A., Corwin, Herold G., J., Buta, R. J., Paturel, G., and Fouque, P. (1991b). *Third Reference Catalogue of Bright Galaxies*.
- Eldridge, J. J. and Stanway, E. R. (2009). Spectral population synthesis including massive binaries. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 400(2):1019–1040.
- Eldridge, J. J., Stanway, E. R., Xiao, L., McClelland, L. A. S., Taylor, G., Ng, M., Greis, S. M. L., and Bray, J. C. (2017). Binary population and spectral synthesis version 2.1: Construction, observational verification, and new results. *Publications of the Astronomical Society of Australia*, 34:e058.
- Emsellem, E., Schinnerer, E., Santoro, F., Belfiore, F., Pessa, I., McElroy, R., Blanc, G. A., Congiu, E., Groves, B., Ho, I. T., Kreckel, K., Razza, A., Sanchez-Blazquez, P., Egorov, O., Faesi, C., Klessen, R. S., Leroy, A. K., Meidt, S., Querejeta, M., Rosolowsky, E., Scheuermann, F., Anand, G. S., Barnes, A. T., Bešlić, I., Bigiel, F., Boquien, M., Cao, Y., Chevance, M., Dale, D. A., Eibensteiner, C., Glover, S. C. O., Grasha, K., Henshaw, J. D., Hughes, A., Koch, E. W., Kruijssen, J. M. D., Lee, J., Liu, D., Pan, H.-A., Pety, J., Saito, T., Sandstrom, K. M., Schrubba, A., Sun, J., Thilker, D. A., Usero, A., Watkins, E. J., and Williams, T. G. (2022). The PHANGS-MUSE survey. Probing the chemo-dynamical evolution of disc galaxies. *Astronomy and Astrophysics*, 659:A191.

-
- Ferland, G. J., Chatzikos, M., Guzmán, F., Lykins, M. L., van Hoof, P. A. M., Williams, R. J. R., Abel, N. P., Badnell, N. R., Keenan, F. P., Porter, R. L., and Stancil, P. C. (2017). The 2017 Release Cloudy. , 53:385–438.
- Ferland, G. J., Korista, K. T., Verner, D. A., Ferguson, J. W., Kingdon, J. B., and Verner, E. M. (1998). Cloudy 90: Numerical simulation of plasmas and their spectra. *Publications of the Astronomical Society of the Pacific*, 110(749):761–778.
- Filippenko, A. V. (1997). Optical spectra of supernovae. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 35:309–355.
- Fisher, D. B., Bolatto, A. D., Chisholm, J., Fielding, D., Levy, R. C., Tarantino, E., Boyer, M. L., Cronin, S. A., Lopez, L. A., Smith, J. D., Berg, D. A., Lopez, S., Veilleux, S., van der Werf, P. P., Böker, T., Boogaard, L. A., Lenkić, L., Glover, S. C. O., Villanueva, V., Mayya, D., Lai, T. S. Y., Dale, D. A., Emig, K. L., Walter, F., Relaño, M., De Looze, I., Mills, E. A. C., Leroy, A. K., Meier, D. S., Herrera-Camus, R., and Klessen, R. S. (2024). JWST Observations of Starbursts: Cold Clouds and Plumes Launching in the M82 Outflow. *arXiv e-prints*, page arXiv:2405.03686.
- Flury, S. R., Moran, E. C., and Eleazer, M. (2023). Galactic outflow emission line profiles: evidence for dusty, radiatively driven ionized winds in Mrk 462. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*.
- Gallagher, R., Maiolino, R., Belfiore, F., Drory, N., Riffel, R., and Riffel, R. A. (2019). Widespread star formation inside galactic outflows. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 485(3):3409–3429.
- Gómez-González, V. M. A., Mayya, Y. D., Zaragoza-Cardiel, J., Bruzual, G., Charlot, S., Ramos-Larios, G., Oskinova, L. M., Sander, A. A. C., and Serantes, S. R. (2024). Chemical abundances and ionizing mechanisms in the star-forming double-ring of AM 0644-741 using MUSE data. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 529(4):4369–4386.
- Gran Telescopio Canarias (2024). Gran telescopio canarias (gtc). <http://www.gtc.iac.es/GTChome.php>. Último acceso: 25 de mayo de 2024.
- Guo, Y., Bacon, R., Bouché, N. F., and et al. (2023). Bipolar outflows out to 10 kpc for massive galaxies at redshift $z \approx 1$. *Nature*, 624:53–56.
- Heckman, T. M. (2002). Galactic Superwinds Circa 2001. In Mulchaey, J. S. and Stocke, J. T., editors, *Extragalactic Gas at Low Redshift*, volume 254 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, page 292.
- Heckman, T. M., Armus, L., and Miley, G. K. (1990). On the Nature and Implications of Starburst-driven Galactic Superwinds. *Astrophysical Journal, Supplement*, 74:833.
- Heiles, C. (1979). H I shells and supershells. *Astrophysical Journal*, 229:533–537.
- Hillebrandt, W. and Niemeyer, J. C. (2000). Type ia supernova explosion models. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 38:191–230.
-

Referencias

- Hopkins, P. F., Quataert, E., and Murray, N. (2012). Stellar feedback in galaxies and the origin of galaxy-scale winds. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 421(4):3522–3537.
- Hopkins, P. F., Quataert, E., and Murray, N. (2012). Stellar feedback in galaxies and the origin of galaxy-scale winds. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 421(4):3522–3537.
- Johnson, L. C., Méndez, R. H., and Teodorescu, A. M. (2009). Discovery, Photometry, and Kinematics of Planetary Nebulae in M 82. *Astrophysical Journal*, 697(2):1138–1152.
- Joye, W. A. and Mandel, E. (2003). New Features of SAOImage DS9. In Payne, H. E., Jedrzejewski, R. I., and Hook, R. N., editors, *Astronomical Data Analysis Software and Systems XII*, volume 295 of *Astronomical Society of the Pacific Conference Series*, page 489.
- Kahle, K. A., Wyrowski, F., König, C., Barlach Christensen, I., Tiwari, M., and Menten, K. M. (2024). The effects of stellar feedback on molecular clumps in the Lagoon Nebula (M8). *arXiv e-prints*, page arXiv:2404.07920.
- Kass, R. E. and Raftery, A. E. (1995). Bayes factors. *Journal of the American Statistical Association*, 90(430):773–795.
- Kennicutt Jr, R. C. (1998). Star formation in galaxies along the hubble sequence. *Annual Review of Astron and Astrophys*, 36(1):189–231.
- Kewley, L. J., Groves, B., Kauffmann, G., and Heckman, T. (2006). The host galaxies and classification of active galactic nuclei. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 372(3):961–976.
- Kroupa, P. (2001). On the variation of the initial mass function. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 322(2):231–246.
- Krumholz, M. R. (2014). The big problems in star formation: The star formation rate, stellar clustering, and the initial mass function. *Physics Reports*, 539(1):49–134.
- Kulkarni, S. R., Perley, D. A., and Miller, A. A. (2018). The Redshift Completeness of Local Galaxy Catalogs. *Astrophysical Journal*, 860(1):22.
- Lang, P., Meidt, S. E., Rosolowsky, E., Nofech, J., Schinnerer, E., Leroy, A. K., Emsellem, E., Pessa, I., Glover, S. C. O., Groves, B., Hughes, A., Kruijssen, J. M. D., Querejeta, M., Schrubba, A., Bigiel, F., Blanc, G. A., Chevance, M., Colombo, D., Faesi, C., Henshaw, J. D., Herrera, C. N., Liu, D., Pety, J., Puschnig, J., Saito, T., Sun, J., and Usero, A. (2020a). PHANGS CO Kinematics: Disk Orientations and Rotation Curves at 150 pc Resolution. *Astrophysical Journal*, 897(2):122.
- Lang, P., Meidt, S. E., Rosolowsky, E., Nofech, J., Schinnerer, E., Leroy, A. K., Emsellem, E., Pessa, I., Glover, S. C. O., Groves, B., Hughes, A., Kruijssen, J. M. D., Querejeta, M., Schrubba, A., Bigiel, F., Blanc, G. A., Chevance, M., Colombo, D., Faesi, C., Henshaw, J. D., Herrera, C. N., Liu, D., Pety, J., Puschnig, J., Saito, T., Sun, J., and Usero, A. (2020b).

-
- PHANGS CO Kinematics: Disk Orientations and Rotation Curves at 150 pc Resolution. *Astrophysical Journal*, 897(2):122.
- Lee, J. C., Sandstrom, K. M., Leroy, A. K., Thilker, D. A., Schinnerer, E., Rosolowsky, E., Larson, K. L., Egorov, O. V., Williams, T. G., Schmidt, J., Emsellem, E., Anand, G. S., Barnes, A. T., Belfiore, F., Bešlić, I., Bigiel, F., Blanc, G. A., Bolatto, A. D., Boquien, M., den Brok, J., Cao, Y., Chandar, R., Chastenet, J., Chevance, M., Chiang, I.-D., Congiu, E., Dale, D. A., Deger, S., Eibensteiner, C., Faesi, C. M., Glover, S. C. O., Grasha, K., Groves, B., Hassani, H., Henny, K. F., Henshaw, J. D., Hoyer, N., Hughes, A., Jeffreson, S., Jiménez-Donaire, M. J., Kim, J., Kim, H., Klessen, R. S., Koch, E. W., Kreckel, K., Kruijssen, J. M. D., Li, J., Liu, D., Lopez, L. A., Maschmann, D., Chen, N. M., Meidt, S. E., Murphy, E. J., Neumann, J., Neumayer, N., Pan, H.-A., Pessa, I., Pety, J., Querejeta, M., Pinna, F., Rodríguez, M. J., Saito, T., Sánchez-Blázquez, P., Santoro, F., Sardone, A., Smith, R. J., Sormani, M. C., Scheuermann, F., Stuber, S. K., Sutter, J., Sun, J., Teng, Y.-H., Treß, R. G., Usero, A., Watkins, E. J., Whitmore, B. C., and Razza, A. (2023). The PHANGS-JWST Treasury Survey: Star Formation, Feedback, and Dust Physics at High Angular Resolution in Nearby Galaxies. *Astrophysical Journal Letters*, 944(2):L17.
- Lehnert, M. D. and Heckman, T. M. (1995). Ionized Gas in the Halos of Edge-on, Starburst Galaxies: Data and Results. *Astrophysical Journal, Supplement*, 97:89.
- Leibundgut, B. (2000). A cosmological surprise: the universe accelerates. *Reviews of Modern Physics*, 72(1):1–35.
- Leitherer, C., Chandar, R., Tremonti, C. A., and Wofford, A. (2013). Far-Ultraviolet Observations of Outflows from Infrared-Luminous Galaxies. In Wong, T. and Ott, J., editors, *Molecular Gas, Dust, and Star Formation in Galaxies*, volume 292, pages 367–370.
- Leitherer, C., Schaerer, D., Goldader, J., González Delgado, R. M., Robert, C., Kune, D. F., de Mello, D. F., Devost, D., and Heckman, T. M. (1999). Starburst99: Synthesis models for galaxies with active star formation. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 123(3):3–28.
- Leroy, A. K., Schinnerer, E., Hughes, A., Rosolowsky, E., Pety, J., Schrubba, A., Usero, A., Blanc, G. A., Chevance, M., Emsellem, E., Faesi, C. M., Herrera, C. N., Liu, D., Meidt, S. E., Querejeta, M., Saito, T., Sandstrom, K. M., Sun, J., Williams, T. G., Anand, G. S., Barnes, A. T., Behrens, E. A., Belfiore, F., Benincasa, S. M., Bešlić, I., Bigiel, F., Bolatto, A. D., den Brok, J. S., Cao, Y., Chandar, R., Chastenet, J., Chiang, I.-D., Congiu, E., Dale, D. A., Deger, S., Eibensteiner, C., Egorov, O. V., García-Rodríguez, A., Glover, S. C. O., Grasha, K., Henshaw, J. D., Ho, I. T., Kepley, A. A., Kim, J., Klessen, R. S., Kreckel, K., Koch, E. W., Kruijssen, J. M. D., Larson, K. L., Lee, J. C., Lopez, L. A., Machado, J., Mayker, N., McElroy, R., Murphy, E. J., Ostriker, E. C., Pan, H.-A., Pessa, I., Puschignig, J., Razza, A., Sánchez-Blázquez, P., Santoro, F., Sardone, A., Scheuermann, F., Sliwa, K., Sormani, M. C., Stuber, S. K., Thilker, D. A., Turner, J. A., Utomo, D., Watkins, E. J., and Whitmore, B. (2021). PHANGS-ALMA: Arcsecond CO(2-1) Imaging of Nearby Star-forming Galaxies. *Astrophysical Journal, Supplement*, 257(2):43.
-

Referencias

- Lopez, S., Lopez, L. A., Nguyen, D. D., Thompson, T. A., Mathur, S., Bolatto, A. D., Vulic, N., and Sardone, A. (2023). X-ray properties of ngc 253's starburst-driven outflow. *Astrophysical Journal*, 942(2):108.
- López-Cobá, C., Lin, L., and Sánchez, S. F. (2024). Unveiling a Hidden Bar-like Structure in NGC 1087: Kinematic and Photometric Evidence Using MUSE/VLT, ALMA, and JWST. *Astrophysical Journal*, 962(1):65.
- Luridiana, V., Morisset, C., and Shaw, R. A. (2015). PyNeb: a new tool for analyzing emission lines. I. Code description and validation of results. *Astronomy and Astrophysics*, 573:A42.
- Lynds, C. and Sandage, A. R. (1963). Evidence for an explosion in the center of the galaxy m82. *Astrophysical Journal*, vol. 137, p. 1005, 137:1005.
- Mayya, Y. D., Alzate, J. A., Lomelí-Núñez, L., Zaragoza-Cardiel, J., Gómez-González, V. M. A., Silich, S., Fernández-Arenas, D., Vega, O., Ovando, P. A., Rodríguez, L. H., Rosa-González, D., Luna, A., Zamora-Avilés, M., and Rosales-Ortega, F. (2023). The stellar population responsible for a kiloparsec-size superbubble seen in the JWST 'phantom' images of NGC 628. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 521(4):5492–5507.
- Mayya, Y. D., Rosa González, D., Vega, O., Méndez-Abreu, J., Terlevich, R., Terlevich, E., Bertone, E., Rodríguez-Merino, L. H., Muñoz-Tuñón, C., Rodríguez-Espinosa, J. M., Sánchez Almeida, J., and Aguerri, J. A. L. (2012). Flux-Calibrated Emission-Line Imaging of Extended Sources Using GTC/OSIRIS Tunable Filters. *Publications of the ASP*, 124(918):895.
- McCarthy, P. J., van Breugel, W., and Heckman, T. (1987). Evidence for Large-Scale Winds from Starburst Galaxies. I. The Nature of the Ionized Gas in M82 and NGC 253. *Astronomical Journal*, 93:264.
- Millán-Irigoyen, I., Mollá, M., Cerviño, M., Ascasibar, Y., García-Vargas, M. L., and Coelho, P. R. T. (2021). HR-pypopstar: high-wavelength-resolution stellar populations evolutionary synthesis model. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 506(4):4781–4799.
- Mould, J. R., Huchra, J. P., Freedman, W. L., Kennicutt, Robert C., J., Ferrarese, L., Ford, H. C., Gibson, B. K., Graham, J. A., Hughes, S. M. G., Illingworth, G. D., Kelson, D. D., Macri, L. M., Madore, B. F., Sakai, S., Sebo, K. M., Silberman, N. A., and Stetson, P. B. (2000). The Hubble Space Telescope Key Project on the Extragalactic Distance Scale. XXVIII. Combining the Constraints on the Hubble Constant. *Astrophysical Journal*, 529(2):786–794.
- Murray, N., Ménard, B., and Thompson, T. A. (2011). Radiation Pressure from Massive Star Clusters as a Launching Mechanism for Super-galactic Winds. *Astrophysical Journal*, 735(1):66.
- Newman, S. F., Genzel, R., Förster-Schreiber, N. M., Shapiro Griffin, K., Mancini, C., Lilly, S. J., Renzini, A., Bouché, N., Burkert, A., Buschkamp, P., Carollo, C. M., Cresci, G., Davies, R., Eisenhauer, F., Genel, S., Hicks, E. K. S., Kurk, J., Lutz, D., Naab, T., Peng, Y., Sternberg, A., Tacconi, L. J., Vergani, D., Wuyts, S., and Zamorani, G. (2012). The SINS/zC-SINF Survey of $z \sim 2$ Galaxy Kinematics: Outflow Properties. *Astrophysical Journal*, 761(1):43.

-
- Newville, M., Otten, R., Nelson, A., Ingargiola, A., Stensitzki, T., Allan, D., Fox, A., Carter, F., Michał, Pustakhod, D., Ram, Y., Glenn, Deil, C., Stuermer, Beelen, A., Frost, O., Zobrist, N., Pasquevich, G., Hansen, A. L. R., and Almarza, A. (2019). Imfit/Imfit-py 0.9.14 (0.9.14).
- Oey, M. S., Groves, B., Staveley-Smith, L., and Smith, R. C. (2002). The H I Environment of Three Superbubbles in the Large Magellanic Cloud. *Astronomical Journal*, 123(1):255–268.
- Oppenheimer, B. D. and Davé, R. (2006). Cosmological simulations of intergalactic medium enrichment from galactic outflows. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 373(4):1265–1292.
- Osterbrock, D. E. (1989). *Astrophysics of gaseous nebulae and active galactic nuclei*.
- Pascual, S., Cardiel, N., Picazo-Sanchez, P., Castillo-Morales, A., and de Paz, A. G. (2019). `guaix-ucm/megaradrp: v0.9.2`.
- Phillips, M. M., Turtle, A. J., Edmunds, M. G., and Pagel, B. E. J. (1983). Remarkable kinematics of the ionized gas in the nucleus of NGC 1365. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 203:759–765.
- Reichardt Chu, B., Fisher, D. B., Nielsen, N. M., Chisholm, J., Girard, M., Kacprzak, G. G., Bolatto, A., Herrera-Camus, R., Sandstrom, K., Li, M., Rickards Vaught, R., and McPherson, D. K. (2022). The DUVET Survey: Resolved maps of star formation-driven outflows in a compact, starbursting disc galaxy. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 511(4):5782–5796.
- Rynkun, P., Gaigalas, G., and Jönsson, P. (2019). Theoretical investigation of energy levels and transition data for S II, Cl III, Ar IV. *Astronomy and Astrophysics*, 623:A155.
- Sadoun, R., Romano-Daz, E., Shlosman, I., and Zheng, Z. (2020). Modeling galaxy evolution at high-redshift in highly overdense and normal regions. In Boquien, M., Lusso, E., Gruppioni, C., and Tissera, P., editors, *Panchromatic Modelling with Next Generation Facilities*, volume 341, pages 299–301.
- Sarzi, M., Kaviraj, S., Nedelchev, B., Tiffany, J., Shabala, S., Deller, A., and Middelberg, E. (2015). Cold-gas outflows in typical low-redshift galaxies are driven by star formation, not agn. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society Letters*, 456(1):L25–L29.
- Schimd, C., Kraljic, K., Davé, R., and Pichon, C. (2024). Large-scale geometry and topology of gas fields: the effects of AGN and stellar feedback. *arXiv e-prints*, page arXiv:2406.04430.
- Smartt, S. J. (2009). Progenitors of core-collapse supernovae. *Annual Review of Astronomy and Astrophysics*, 47:63–106.
- Springel, V. and Hernquist, L. (2003). Cosmological smoothed particle hydrodynamics simulations: a hybrid multiphase model for star formation. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 339(2):289–311.
-

- Strickland, D. K., Heckman, T. M., Colbert, E. J. M., Hoopes, C. G., and Weaver, K. A. (2004). A high spatial resolution x-ray and h study of hot gas in the starburst galaxy m82. *The Astrophysical Journal Supplement Series*, 151:193–236.
- Stuber, S., Saito, T., Schinnerer, E., Emsellem, , Williams, T., Barnes, A., and Usero, A. (2021). Frequency and nature of central molecular outflows in nearby star-forming disk galaxies. *Astronomy and Astrophysics*, 653:A172.
- Suchkov, A., Balsara, D., Heckman, T., and Leitherer, C. (1993). Dynamics and x-ray emission of a galactic superwind interacting with disk and halo gas. In *American Astronomical Society, 183rd AAS Meeting, id. 119.04; Bulletin of the American Astronomical Society, Vol. 25, p. 1471*, volume 25, page 1471.
- Tayal, S. S. and Zatsarinny, O. (2010). Breit-Pauli Transition Probabilities and Electron Excitation Collision Strengths for Singly Ionized Sulfur. *Astrophysical Journal, Supplement*, 188(1):32–45.
- Tenorio-Tagle, G. and Bodenheimer, P. (1988). Large-scale expanding superstructures in galaxies. *Annual Review of Astron and Astrophys*, 26:145–197.
- Tody, D. (1986). The iraf data reduction and analysis system. In Crawford, D. L., editor, *Proc. SPIE Instrumentation in Astronomy VI*, volume 627, page 733.
- Tody, D. (1993). Iraf in the nineties. In Hanisch, R. J., Brissenden, R. J. V., and Barnes, J., editors, *Astronomical Data Analysis Software and Systems II, A.S.P. Conference Ser.*, volume 52, page 173.
- Tomisaka, K. and Ikeuchi, S. (1988). Starburst nucleus-galactic-scale bipolar flow. *Astrophysical Journal, Part 1 (ISSN 0004-637X), vol. 330, July 15, 1988, p. 695-717.*, 330:695–717.
- Tumlinson, J., Peebles, M. S., and Werk, J. K. (2017). The Circumgalactic Medium. *Annual Review of Astron and Astrophys*, 55(1):389–432.
- van Driel, W., Butcher, Z., Schneider, S., Lehnert, M. D., Minchin, R., Blyth, S. L., Chemin, L., Hallet, N., Joseph, T., Kotze, P., Kraan-Korteweg, R. C., Olofsson, A. O. H., and Ramatsoku, M. (2016). NIBLES: an H I census of stellar mass selected SDSS galaxies. I. The Nançay H I survey. *Astronomy and Astrophysics*, 595:A118.
- Veilleux, S., Cecil, G., and Bland-Hawthorn, J. (2005). Galactic Winds. *Annual Review of Astron and Astrophys*, 43(1):769–826.
- Walch, S. (2023). Stellar feedback from sub-parsec to galactic scales. In Ossenkopf-Okada, V., Schaaf, R., Breloy, I., and Stutzki, J., editors, *Physics and Chemistry of Star Formation: The Dynamical ISM Across Time and Spatial Scales*, page 97.
- Woosley, S. E., Heger, A., and Weaver, T. A. (2002). The evolution and explosion of massive stars. *Reviews of Modern Physics*, 74(4):1015–1071.
- Woosley, S. E. and Weaver, T. A. (1988). The evolution and explosion of massive stars. *Reviews of Modern Physics*, 60(1):1–38.

- Xiao, L., Stanway, E. R., and Eldridge, J. J. (2018). Emission-line diagnostics of nearby H II regions including interacting binary populations. *Monthly Notices of the Royal Astronomical Society*, 477(1):904–934.

List of Figures

1.1	Bosquejo MGC	4
1.2	Burbujas en LMC	6
1.3	Súper burbuja en NGC 628	7
1.4	Galaxia M82.	8
1.5	Pluma en M82.	9
1.6	Galaxia NGC 253.	10
1.7	Ejemplo de componente ancha corrida al azul	11
1.8	Bosquejo súper-viento	12
1.9	Esquema estructura bicónica	13
1.10	Galaxia NGC 1087	15
1.11	Centro de la galaxia NGC 1087	16
2.1	Malla de los spaxeles de MEGARA	20
2.2	Corrección de astrometría para MEGARA	21
2.3	Espectro MEGARA	22
2.4	Respuesta de los filtros de Ha	23
2.5	Mapa de H α usando datos de LT	24
2.6	Espectro MUSE	25
2.7	Respuesta de los filtros utilizados con el HST	26
3.1	Línea OIII ejemplo	30
3.2	Continuo ajustado para MEGARA	31
3.3	Parámetros del ajuste de una gaussiana	33
3.4	Componente estrecha y ancha.	35
3.5	δ_{BIC} del ajuste con una componente ancha y una estrecha.	36
3.6	Ajuste final en algunos spaxeles.	37
3.7	δ_{BIC} final	38
3.8	Parámetros finales de las componentes gaussianas	39
3.9	Ajuste final en algunos spaxeles.	40
3.10	Extinción	44
3.11	Densidad electrónica	45
3.12	Doblete Mg	46

3.13	Mapa cinemático NGC 1087	47
3.14	Modelo cinemático estelar.	48
3.15	Nuevo ángulo de posición con imagen de JWST	49
4.1	Filtros 200W de JWST y F438W de HST	60
4.2	Mapa de continuo y emisión de O III obtenidos con el instrumento MEGARA	61
4.3	Mapa de continuo y emisión de O III de MUSE	62
4.4	Mapa de H α obtenido con F657N de HST.	63
4.5	Comparación de velocidades de componentes gaussianas.	64
4.6	Velocidad máxima del outflow	65
4.7	Velocidades de las componentes gaussianas	66
4.8	Mapas de Σ SFR y su densidad.	67
4.9	Σ_{SFR} vs v_{out}	68
4.10	Mapa del factor de carga masa	69
4.11	Gaussiana antes y después de la convolución	70
4.12	Mapa de la razón de las desviaciones estándar. Se muestra la comparación de la razón de la desviación estándar de la componente ancha y el valor de desviación estándar del ajuste de una gaussiana en el cubo de datos.	71
4.13	Gas vs. estrellas	72
4.14	Gas sistemático vs. estrellas	73
4.15	Diferencia de las amplitudes de las componentes derechas e izquierdas.	74
4.16	Ejemplo de ajuste de dos componentes junto con la velocidad estelar.	75
4.17	Mapa de la velocidad promedio entre las componentes y la velocidad estelar.	76
4.18	Mapas de razones de líneas ópticas	77
4.19	Diagramas BPT	78

Lista de Tablas

1.1	Múltiples fases del súper-viento en galaxias.	3
1.2	Descripción de NGC 1087.	14
2.1	Especificaciones de la VPH utilizada de MEGARA	18
2.2	Especificaciones las imágenes utilizadas.	25
2.3	Especificaciones de los cubos de datos utilizados.	26
3.1	Resultados obtenidos para la determinación del campo de velocidades de rotación.	43